



UNIVERSIDADE FEDERAL DO RIO GRANDE DO NORTE
CENTRO DE CIÊNCIAS EXATAS E DA TERRA
DEPARTAMENTO DE FÍSICA TEÓRICA E EXPERIMENTAL
PROGRAMA DE PÓS-GRADUAÇÃO EM FÍSICA

Dissertação de Mestrado

**Um estudo qualitativo e quantitativo da estrela HD 43587
baseado em dados da missão CoRoT e espectroscopia**

Rafael Ramon Ferreira

Natal-RN
4 Novembro de 2016

Catálogo da Publicação na Fonte. UFRN / SISBI / Biblioteca Setorial
Centro de Ciências Exatas e da Terra – CCET.

Ferreira, Rafael Ramon.

Um estudo qualitativo e quantitativo da estrela HD 43587 baseado em dados da missão CoRoT e espectroscopia / Rafael Ramon Ferreira. - Natal, 2016.
x, 70 f.: il.

Orientador: Prof. Dr. Matthieu Sébastien Castro.

Coorientador: Prof. Dr. José Dias do Nascimento Júnior.

Dissertação (Mestrado) – Universidade Federal do Rio Grande do Norte. Centro de Ciências Exatas e da Terra. Programa de Pós-Graduação em Física.

1. Estrelas – Dissertação. 2. Atividade. 3. HD 43587 – Dissertação. 3. Maunder mínimo – Dissertação. I. Castro, Matthieu Sébastien. II. Nascimento Júnior, José Dias do. III. Título.

RN/UF/BSE-CCET

CDU: 524.3

Rafael Ramon Ferreira

**Um estudo qualitativo e quantitativo da estrela HD 43587
baseado em dados da missão CoRoT e espectroscopia**

Dissertação de mestrado apresentada ao Departamento de Física Teórica e Experimental do Centro de Ciências Exatas e da Terra da Universidade Federal do Rio Grande do Norte como requisito parcial para a obtenção do grau de MESTRE em FÍSICA.

Orientador: **Prof. Dr. Matthieu Sébastien Castro**
Coorientador: **Prof. Dr. José Dias do Nascimento Jr.**

Universidade Federal do Rio Grande do Norte - UFRN
Departamento de Física Teórica e Experimental - DFTE

Natal-RN
4 Novembro de 2016

Dissertação de Mestrado sob o título *Um estudo qualitativo e quantitativo da estrela HD 43587 baseado em dados da missão CoRoT e espectroscopia*, apresentada por *Rafael Ramon Ferreira* e aceita pelo Departamento de Física Teórica e Experimental do Centro de Ciências Exatas e da Terra da Universidade Federal do Rio Grande do Norte, sendo aprovada por todos os membros da banca examinadora abaixo especificada:

Banca Examinadora:

Dr. Matthieu Sébastien Castro - Orientador
Professor DFTE/UFRN

Dr. José Dias do Nascimento Jr. - Coorientador
Professor DFTE/UFRN

Dr. Gustavo Andres Guerrero Eraso
Examinador Externo - UFMG

Natal-RN, 4 Novembro de 2016

AGRADECIMENTOS

A Deus pela grande oportunidade de existir e poder estudar sobre as estrelas e o universo.

Aos professores Matthieu Sebastien Castro e José Dias do Nascimento Jr. pelos importantes ensinamentos, paciência e orientação dedicada desde os anos da graduação e agora neste trabalho.

À minha família, pela paciência e apoio.

Ao corpo docente do DFTE, pelos ensinamentos durante esses anos de vida acadêmica.

Aos meus colegas de grupo.

Agradeço às pessoas que, direta ou indiretamente, ajudaram na elaboração deste trabalho.

RESUMO

Entre os vários aspectos relacionados ao histórico de atividade do Sol, o longo período de evolução do Sol com um nível de atividade cromosférica baixo e uma baixa quantidade de manchas solares observadas em comparação com outras épocas, conhecido como o mínimo de Maunder, permanece como um enigma para a teoria da evolução estelar. Neste trabalho estudamos HD 43587 uma estrela análoga solar que foi um alvo primário da missão CoRoT e apresenta medições de índice de atividade ao longo de 50 anos pelo programa *Mount Wilson* e outras medidas espectroscópicas. Com base na similaridade entre HD 43587 com o Sol e usando observações coletadas pelo satélite CoRoT, bem como os dados da literatura, a nossa análise preliminar (abundância de lítio e atividade cromosférica) confirma o estado evolutivo da HD 43587. A curva de luz CoRoT indica também um *flat* no perfil de atividade cromosférica, sendo assim indicativo de baixa atividade. Todas estas medições e análises fazem desta estrela uma excelente candidata à mínimo de Maunder.

Palavras-chave: Atividade, HD 43587, Maunder mínimo.

ABSTRACT

Among several aspects related to the Sun's activity history, the extended period of the Sun's evolution with a low chromospheric activity level and a low quantity of observed sunspots compared with other epochs, known as Maunder Minimum, remains as a puzzle for the stellar evolution theory. In this work we study HD 43587 a solar analog star that is a seismic primary target from the CoRoT mission and presents measurements of activity index along 50 yrs by the Mount Wilson program and other spectroscopic measurements. Based on the similarity between HD 43587 with the Sun and by using observations collected by the CoRoT satellite as well as data from the literature, our preliminary analysis (Lithium abundance and chromospheric activity) confirms the evolutionary status of HD 43587. The CoRoT light curve indicates also a flat activity profile, that is indicative of very low chromospheric activity. All these measurements and analysis make this star an excellent Maunder minimum candidate.

Keywords: Activity, HD 43587, Maunder minimum.

Lista de Figuras

1.1	Vento solar	3
2.1	Rotação diferencial no Sol	9
2.2	Mancha solar	11
2.3	Grupo de manchas solares	12
2.4	Mancha Solar: Umbra e penumbra	12
2.5	O dínamo solar	15
2.6	Diagrama de Borbolerta	16
3.1	Observatório do Mount Wilson	18
3.2	Satélite CoRoT	20
3.3	Óptica adaptativa do campo de HD 43587	23
4.1	Espectro do lítio para HD 435897 (Morel et al. 2013)	32
5.1	Curva de luz CoRoT da estrela HD 43587	34
5.2	Periodograma Lomb-Scargle para HD 43587	35
5.3	$\langle S \rangle$ para HD 43587 medidas no <i>Mount Wilson Observatory Project</i>	36
5.4	Todas as medidas de S para HD 43587 entre 1967 e 2014	37
5.5	Periodograma para HD 43587 a partir medidas espectroscópicas de vários autores	38
5.6	$\langle S \rangle$ vs $(B - V)$ para estrelas de Schröder et al. (2012)	39
5.7	Velocidade Doppler para HD 43587 com ajuste das leis de Kepler	40
7.1	Esquema da produção de energia no Sol	50
7.2	Transporte de energia no interior do Sol	51
7.3	Equilíbrio hidrostático do Sol	52
7.4	Estrutura do Sol	52
7.5	Interior do Sol	53
7.6	Temperatura no interior do Sol	54

7.7	Primeira etapa da cadeia pp	54
7.8	Segunda etapa da cadeia pp	55
7.9	Terceira etapa da cadeia pp	55
7.10	Esquema completo da cadeia pp	56
7.11	Esquema do transporte de energia no interior do Sol	56
7.12	Densidade no interior do Sol	57
7.13	Esquema simulação da convecção	58
7.14	Gradiente de temperatura no interior do Sol	59
7.15	A superfície do Sol	60
7.16	Sol em luz monocromática	61
7.17	Espectro da Fotosfera solar a partir linhas de Fraunhofer	62
7.18	Temperatura da cor no espectro eletromagnético	63
7.19	A granulação na superfície do Sol	64
7.20	A cromosfera solar	65
7.21	Imagem do Sol fotografado em H-alfa	65
7.22	Espectro-heliograma da cromosfera	66
7.23	A cromosfera H-alfa	67
7.24	Estimativa da temperatura da cromosfera	67
7.25	Imagem da região de transição entre a fotosfera e a cromosfera - Carbono IV	68
7.26	Imagem da região de transição entre a fotosfera e a cromosfera - Enxofre IV	69
7.27	Fotografia de eclipse solar total	69
7.28	Emissão de linha da Coroa Solar	70
7.29	Emissão de Raio-X da Coroa Solar	70

Lista de Tabelas

4.1	Parâmetros fundamentais para HD 43587 de acordo com vários autores . .	27
4.2	Coefficientes de Flower (1996)	29
4.3	Parâmetros atmosféricos para HD 43587, de acordo com vários autores . .	29
7.1	Todas as medidas do $\langle S \rangle$ para HD 43587	48
7.2	Velocidades para HD 43587 medidas através de espectroscopia no Observatório Keck.	49

Sumário

Agradecimentos	i
Resumo	ii
Abstract	iii
Lista de Figuras	vi
Lista de Tabelas	viii
1 Introdução	1
1.1 O Sol	2
1.1.1 Por que estudar o Sol?	2
1.2 Breve histórico das manchas solares	4
1.3 Nosso plano de trabalho	5
2 Fundamentos Teóricos	7
2.1 A atividade cromosférica	7
2.2 A rotação estelar	8
2.3 A física das manchas solares	9
2.3.1 Ciclos de atividade e manchas solares	13
2.3.2 O dínamo solar	14
2.4 O mínimo de Maunder	14
3 Base de dados e ferramentas numéricas	18
3.1 Dados Observacionais	18
3.2 Missão espacial CoRoT	19
3.2.1 O satélite CoRoT	20
3.2.2 Os objetivos científicos	21
3.2.3 Os resultados científicos	22

3.3	HD 43587	23
3.3.1	Comparação entre HD 43587 e o Sol	24
3.4	Análise de séries temporais	24
3.5	A transformada de Lomb-Scargle	25
4	Parâmetros utilizados na análise	27
4.1	Os parâmetros fundamentais	27
4.1.1	Velocidade de rotação	27
4.2	O índice de cor B-V	28
4.2.1	Temperatura efetiva	28
4.3	O índice de atividade cromosférica	29
4.4	Abundâncias químicas	31
4.4.1	A abundância de lítio	32
5	Análise e discussão de resultados	34
5.1	Dados observacionais da missão CoRoT	34
5.2	Dados coletados através de espectroscopia	36
6	Conclusões e perspectivas	41
7	Referências	42
	Apêndice A - Todas as medidas do $\langle S \rangle$ para HD 43587	47
	Apêndice B - Todas as medidas de velocidade radial para HD 43587	49
	Apêndice C- A estrutura do Sol	50

Introdução

A astronomia vem fascinando o homem desde os tempos mais antigos. As especulações sobre a natureza do Universo remontam aos tempos pré-históricos, por isso a astronomia é frequentemente considerada a mais antiga e a mais fundamental das ciências. Os registros astronômicos mais antigos datam de milhares de anos antes de Cristo e se devem aos chineses, babilônios, assírios e egípcios.

Nesta época, os astros eram estudados com objetivos relacionados as tarefas do cotidiano, como medir a passagem do tempo (uso de calendários) para poder prever as melhores épocas para plantio e colheita. O uso dos astros com fins voltados para astrologia também foi praticado, povos antigos acreditavam que os deuses do céu tinham o poder sobre plantações e colheita e até sobre a vida das pessoas.

Babilônios, assírios e egípcios também sabiam a duração do ano desde centenas de anos antes do nascimento de Cristo. Nas mais diversas partes do mundo, há evidências de conhecimentos astronômicos muito antigos que foram deixadas nas mais diversas formas, como as pinturas em cavernas e o monumento Stonehenge, na Inglaterra, que data de 3000 a 1500 a.C. Na América Central, os maias também tinham conhecimentos acerca de calendários, bastante exatos, e de fenômenos celestes. Já os polinésios aprenderam a navegar por meio de observações celestes.

As bases das ciências antigas foram desenvolvidas na Grécia, entre 600 a.C e 400 a.C., a partir dos esforços dos gregos em investigar a natureza do cosmos, onde foram desenvolvidos os primeiros conceitos de esfera celeste e assim a ideia inicial do geocentrismo. Desconhecedores da rotação da Terra, os gregos imaginaram que a esfera celeste girava em torno de um eixo passando pela Terra. Observaram que todas as estrelas giram em torno de um ponto fixo no céu, e consideraram esse ponto como uma das extremidades do eixo de rotação da esfera celeste.

Há milhares de anos, os astrônomos sabem que o Sol muda sua posição no céu ao longo do ano, se movendo aproximadamente um grau para leste por dia. O tempo para o

Sol completar uma volta na esfera celeste define um ano. O caminho aparente do Sol no céu durante o ano define a eclíptica (assim chamada porque os eclipses ocorrem somente quando a Lua está próxima da eclíptica).

Ao observar que as estrelas podem ser "agrupadas" por sua posição aparente no céu, e para simplificar a observação, os astrônomos definiram o que chama-se de constelações, que são grupos aparentes de estrelas no céu. Os antigos gregos, e os chineses e egípcios antes deles, já tinham dividido o céu em constelações. A relação do ser humano com o céu e as estrelas foi ao longo do tempo se tornando mais profunda e baseada na observação.

As estrelas são os principais astros, possuem luz própria, campos magnéticos e levando-se em conta a influencia que exercem na Terra são fundamentais para as atividades humanas. O movimento relativo entre a Terra e o Sol é o responsável pelas nossas estações do ano. Segundo a teoria da evolução estelar, a Terra se formou a partir de matéria proveniente da formação do Sol.

Ao longo do tempo o Sol passou por períodos onde a sua emissão de energia global esteve em seu valor máximo e períodos em que esteve no valor mínimo. Chamamos tais oscilações de ciclos de atividade cromosférica (ou atividade). Onde a atividade pode ser entendida de forma simples como a energia global emitida pela cromosfera estelar. Sendo a cromosfera uma região situada entre a fotosfera e a corona, possuindo como principal característica uma inversão do gradiente de temperatura.

1.1 O Sol

O Sol está brilhando sobre a Terra a aproximadamente 150 milhões de quilômetros de distância. Ele é a única estrela conhecida que reúne todas as condições comprovadamente favoráveis para a existência de vida em alguns dos seus planetas próximos (Soon et al. 2003).

É amplamente aceito, que o Sol é uma estrela ordinária da sequência principal e tem idade estimada em 4,5 bilhões de anos. Sua composição química é de aproximadamente 90% de hidrogênio (H), 10% de Hélio (He) e 0,1% de elementos mais pesados, tais como Carbono (C), Nitrogênio (N) e Oxigênio (O). Sua temperatura efetiva é de 5780K, ou seja sua temperatura na superfície visível (a fotosfera).

1.1.1 Por que estudar o Sol?

Nosso Sol é a fonte de luz e calor para a vida na Terra. Nossos ancestrais perceberam que a vida na Terra depende amplamente do Sol, assim alguns povos antigos reverenciavam o astro. Atualmente reconhecemos sua importância no estudo da astronomia, bem como para o desenvolvimento das nossas atividades humanas.

Para entender sobre a atividade do Sol, haja vista que há variações em sua atividade

constituídas pelo surgimento e desaparecimento de manchas e fáculas fotosféricas solares, cuja a visibilidade está relacionada com a rotação estelar. Tais manchas são semelhantes as regiões mais ativas das estrelas que são formadas por manchas frias e fáculas brilhantes, causadas pelo campo magnético da estrela. Essas manchas são as manifestações mais evidentes da atividade estelar (Weiss & Thomas, 2008).

Em um passado recente, o Sol teve baixa atividade, provavelmente em um momento em que a Terra ainda não estava congelada e posteriormente esteve em um período de baixa atividade, entre 1645 e 1715 chamado mínimo de Maunder. A quantidade e a qualidade da luz proveniente do Sol varia em escalas de tempo que vão desde milissegundos até bilhões de anos. Durante recentes ciclos de atividade do Sol, a irradiância total do Sol variou cerca de 0,1% do brilho solar na sua fase de atividade máxima. Algumas dessas variações certamente afetam nosso clima na Terra.

O Sol é a fonte do vento solar, que é um fluxo de gases provenientes do Sol que se deslocam em correntes em direção à Terra, chegando ao planeta com velocidades em torno de 500 Km/s. Na figura 1.1 os ventos solares se chocam com o campo magnético da Terra, são violentos jatos de energia que chegam até o cinturão do nosso campo magnético, que está localizado à milhares de quilômetros da atmosfera terrestre.

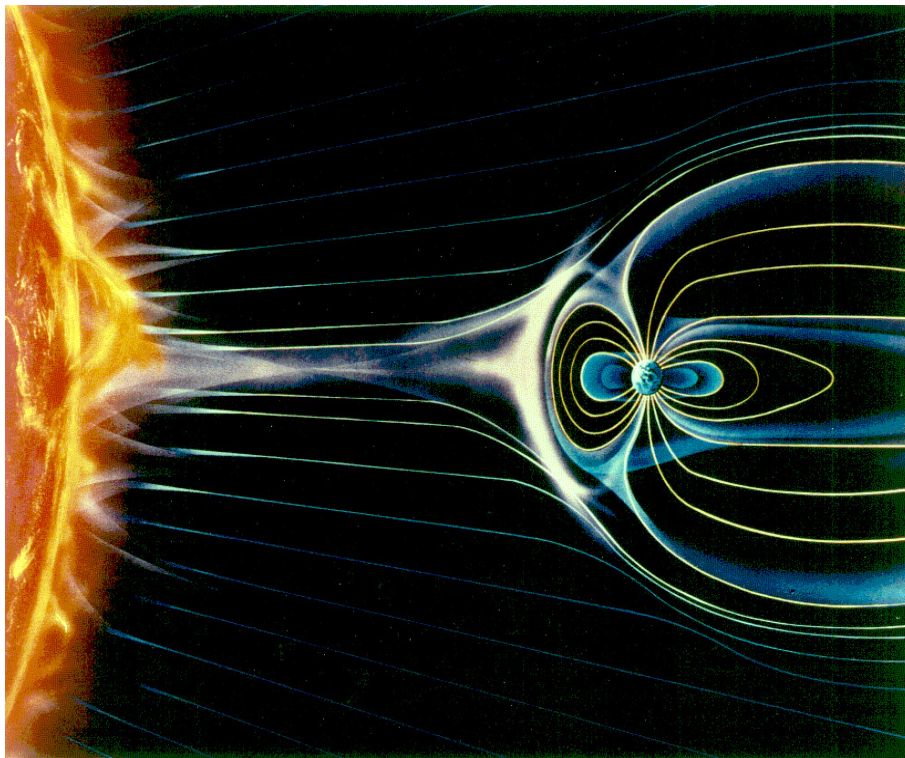


Figura 1.1: *Vento Solar bombardeando o campo magnético da Terra com radiação. Fonte: NASA / Goddard Space Flight Center*

Regiões na superfície do Sol aquecem, e emitem radiação no ultravioleta e raios-x que aquecem nossa atmosfera superior. Este "clima espacial" pode mudar a órbita de satélites e diminuir o tempo de missões espaciais na órbita da Terra. O excesso de radiação pode

causar perigo para os satélites e representam ameaças para a vida dos astronautas em missão.

Variações no campo magnético da Terra, causadas pela atividade do Sol, podem resultar em possíveis danos à equipamentos na Terra. Além de possíveis interferências em equipamentos eletro-eletrônicos, sistemas de comunicações, chegando até a ocasionar falta de energia elétrica em regiões ao redor do mundo.

A vida na Terra se tornou mais dependente dos satélites espaciais, nas atividades de comunicação, transmissão de sinais de rádio e TV, chegando até a localização via GPS (dispositivo hoje disponível em praticamente qualquer celular com sistema operacional). Assim é importante investigar os efeitos da atividade do Sol e se possível entender e prever tais fenômenos.

O Sol também tem fundamental função em nos auxiliar no estudo e investigação de outras estrelas e na astronomia em geral. Até agora ela é a única estrela conhecida de forma mais detalhada a cerca de sua superfície. Sem o Sol, os astrônomos não teriam inferido que outras estrelas possuem manchas e superfície exterior quente. Ou seja, o Sol é a chave para entender melhor as outras estrelas.

Já foi medido (através de sismologia estelar) que a idade do Sol é 4,6 bilhões de anos (Bonanno et al., 2002), com raio de aproximadamente 695.700 km (Mamajek et al., 2015), massa de aproximadamente $1,99 \times 10^{30}$ kg, luminosidade de $3,8 \times 10^{26}$ W. Além desses parâmetros, é possível aprender informações detalhadas do seu interior e sua atmosfera.

O estudo detalhado da estrutura do Sol é crucial para a compreensão de outras estrelas e como elas evoluem. Alguns processos que ocorrem em outro lugar do universo podem ser examinados em maiores detalhes no Sol. Assim, a física solar é de fundamental importância no estudo das estrelas, sistemas planetários, galáxias e do universo em geral.

1.2 Breve histórico das manchas solares

Segundo Eddy (1976) as manchas solares foram percebidas e discutidas na China antiga (por volta de 1000 a.C.) e também na Grécia antiga, posteriormente. Percebemos então que esse assunto não é novo para a civilização humana. A partir de observações começou a ser percebido que estas possíveis manchas solares teriam uma possível relação com o clima na Terra.

Segundo Soon et al.(2003) em 1610, Galileo Galilei e o telescopista Thomas Harriot, estavam estudando as manchas solares através da gravação em lunetas primitivas. Johannes Fabricius, em 1611, fez o mesmo e relacionou as manchas observadas com a rotação aparente do Sol.

Galileo desafiou a ideia de que as manchas eram outros planetas passando em frente ao Sol, como Johannes Kepler, supostamente defendeu primeiro em novembro de 1607, quando ele confundiu manchas solares com um trânsito de Venus. Galileo duvidava que

eram satélites do Sol, como o era defendido por outros estudiosos da época.

Com o passar dos anos, outros cientistas propuseram modelos teóricos para a existência de manchas solares, alguns até associando a presença de tal fenômeno à causas sobrenaturais. Visto desta maneira, é evidente que pelo menos um grupo de estudiosos ao longo da história teve o cuidado de observar as manchas solares que se deslocam em grupos e desapareceram em torno da borda visível do Sol e depois reaparecem. Além disso, houve a observação da variação no número de manchas ao longo do tempo.

O número de manchas solares é o índice mais antigo no estudo da atividade solar, com observações de manchas desde 1610.

1.3 Nosso plano de trabalho

Basicamente estrelas como o Sol são divididas em fotosfera, cromosfera e as zonas radiativas e convectivas. A Cromosfera é a camada situada a 200 Km de profundidade, é uma região de transição entre a fotosfera e a coroa solar, sua temperatura pode variar de 4000K até 20000K (onde podem ser vistas algumas linhas espectrais de hidrogênio e cálcio).

Já no núcleo a temperatura chega a milhões de graus. Esta alta temperatura faz com que os gases estejam quase que totalmente ionizados no interior da estrela, formando um plasma. O movimento das partículas carregadas, principalmente na base da zona convectiva externa, produz por efeito dínamo, um campo magnético global. A manifestação desse campo magnético na superfície solar chama-se de atividade.

O Sol, dentre as suas muitas características apresenta ciclos de atividade que são conhecidos como ciclos solares. Estes ciclos são usados em diversas atividades humanas, desde a antiguidade, tais como: contar o tempo e determinar as estações do ano. Essa ideia de ciclo implica em repetição de fenômenos com significado físico, que são encontrados em diversos sistemas naturais, como por exemplo os anéis encontrados no tronco das árvores, estes foram examinados e percebidos na época por Leonardo da Vinci. Alguns séculos mais adiante os cientistas comprovaram a ligação entre tais ciclos do Sol e estes anéis, influenciando no crescimento das árvores.

Desde a antiguidade, o homem vem observando o Sol, estrela a qual causa maior influência na vida no planeta Terra. A observação de que há manchas na fotosfera do Sol, chamadas de manchas solares, foi o precursor dos estudos relacionados à atividade do Sol.

Embora o Sol em seu período de baixa atividade seja de imenso interesse astronômico, por ser a única estrela cujas características espaciais foram observadas em detalhe com os instrumentos disponíveis, a maior parte dos efeitos físicos provenientes da atividade solar resultam do Sol ativo. O período entre 1645 e 1715 houve baixíssima atividade solar, a esse período chamamos de mínimo de Maunder.

O objeto de estudo deste trabalho é compreender o fenômeno do mínimo de Maunder

no Sol, e estudar a possível ocorrência em outras estrelas, especialmente discutir o caso da baixa atividade observada na estrela HD 43587.

A organização deste trabalho está disposta da seguinte forma: no primeiro capítulo apresentamos uma introdução ao problema e princípios básicos da estrutura estelar do Sol. No capítulo 2 tratamos de fundamentos teóricos da atividade estelar. No terceiro capítulo são discutidos aspectos referentes à base de dados e as ferramentas numéricas utilizadas na análise. O quarto capítulo traz as observáveis físicas e parâmetros fundamentais envolvidos neste estudo. Realizamos a análise e discussão dos resultados no capítulo 5. Finalmente no sexto e último capítulo temos a conclusão e perspectivas.

Fundamentos Teóricos

Neste capítulo, trataremos de aspectos teóricos importantes no que concerne à física estelar relacionada com a atividade das estrelas.

2.1 A atividade cromosférica

Segundo Hall (2008) a atividade cromosférica estelar (ou simplesmente atividade) é o conjunto de fenômenos que ocorrem em decorrência da evolução temporal dos campos magnéticos das estrelas e da transferência de massa e radiação através do exterior da atmosfera estelar.

Em uma atmosfera estelar no estado de equilíbrio radiativo, o transporte de energia através do plasma é realizado completamente por radiação. Uma parte do calor absorvido a partir do campo de radiação é equilibrado pelas emissões térmicas do plasma de volta do fluxo de fótons. Para manter o fluxo de saída de energia a partir do interior da estrela ou seja esse retorno ocorre para manter-se a conservação da energia radiativa.

Já é conhecido que há um gradiente de temperatura direcionado para fora da estrela na direção radial. Este gradiente está geralmente associado a uma cromosfera e ocorre em circunstâncias especiais de equilíbrio radiativo (Cayrel, 1963; Auer & Mihalas, 1969; Skumanich, 1970), mas também que a inversão de emissão em linhas de Fraunhofer proeminentes tais como as linhas de Cálcio II H & K são um sinal certo de partidas de equilíbrio radiativo. Mecanismos adicionais de aquecimento, geralmente denominado atividade, explicam a radiação adicional e diminuições nessas e em outras linhas.

Babcock (1961) descreveu um modelo pelo qual um campo magnético se auto regenera e poderia explicar as principais características de observações visuais e magnéticas do ciclo das manchas solares.

Desde então o estudo da evolução e variabilidade dos campos magnéticos estelares foi desenvolvido para dar conta tanto do que observamos como a atividade na cromosfera e

coroa, através de aquecimento por ondas ou transporte de energia ao longo das "condutos" magnéticos para a atmosfera exterior. A ideia central está relacionada com o nosso entendimento teórico e observacional das propriedades e o comportamento magnético das estrelas.

Uma forma alternativa de atividade foi proposta por Biermann (1948) e Schwarzschild (1948), que discutiu como a granulação solar, que ocorre como células convectivas que sobem para a superfície solar e liberam energia na fotosfera, poderia gerar um fluxo contínuo de ondas acústicas que se propagam na atmosfera exterior, aquecendo-o como elas se desenvolvem em choques e se dissipam. A dissipação de energia acústica como uma fonte de aquecimento adicional, e como se propaga para a atmosfera estelar exterior, e desde então tem sido amplamente explorado.

Esta atividade não é apenas essencial para a definição da cromosfera, mas conduz a sua essencial estrutura de forma qualitativa. Como observado logo acima, no Sol e estrelas como ele, fenômenos existem que despejam energia mecânica para a atmosfera que cobre o principalmente a fotosfera, causando o aquecimento para além dos valores de equilíbrio radiativo esperados para o plasma cada vez mais tênue.

O plasma pode equilibrar as contas energéticas através de uma ionização de hidrogênio uma fração cada vez maior, uma vez que aquece a partir de 5000 K a 8000 K, que libera uma grande quantidade de elétrons, permitindo o resfriamento radiativo e a colisão que faz parte da nossa definição acima. Isso acontece ao longo de uma região relativamente espessa, o que explica a grande parte dos cromosferas de estrelas semelhantes ao Sol.

Uma vez que o hidrogênio torna-se totalmente ionizado, no entanto, o plasma perde este mecanismo de arrefecimento crítico.

2.2 A rotação estelar

A rotação diferencial ocorre quando a velocidade angular na superfície e no interior de uma estrela (também chamada de frequência angular) varia com a latitude do ponto considerado com relação a sua distância ao eixo de rotação (Donati et al., 2003). Por exemplo, a superfície do Sol está em rotação diferencial já que, por ser um corpo gasoso, não gira como um corpo rígido (como no caso da Terra e outros planetas rochosos). Na verdade, em regiões próximas ao equador solar há uma velocidade de rotação maior que a velocidade de rotação em regiões polares. A medida exata desta rotação diferencial é difícil de ser calculada por causa dos movimentos locais do fluido solar.

É possível estimar o período de rotação para regiões próximas ao equador solar como sendo de aproximadamente 25 dias, enquanto que o período de rotação em regiões polares é cerca de 35 dias. Tal fenômeno pode ser observado junto ao deslocamento das manchas escuras na superfície do Sol em diferentes latitudes. Sendo assim, as manchas mais próximas do equador possuem um período de rotação menor que as manchas mais próximas

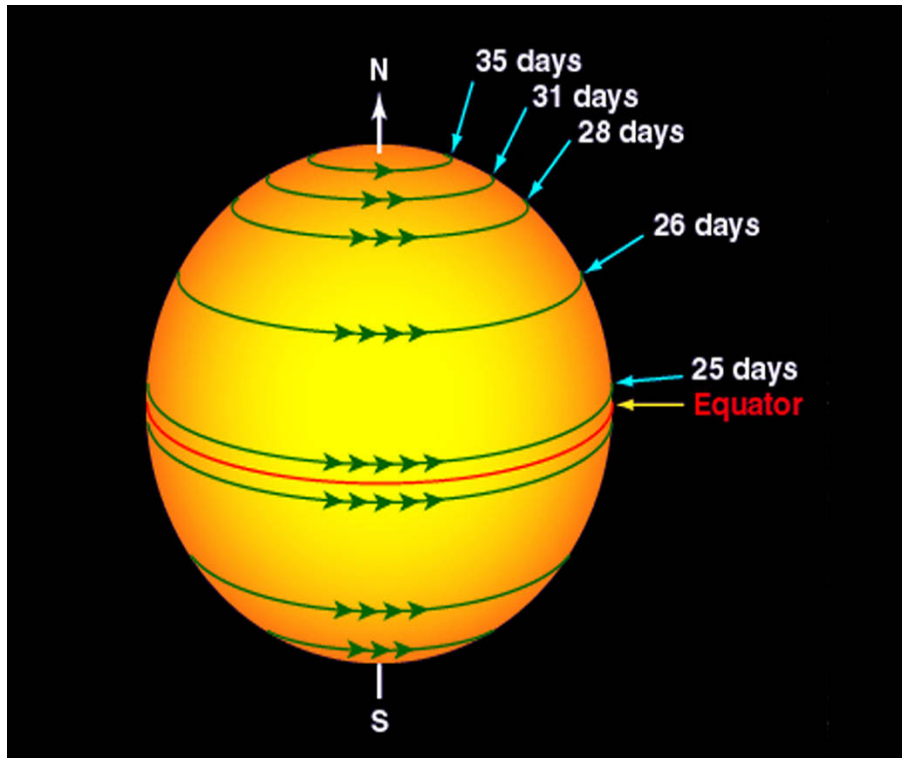


Figura 2.1: *Rotação diferencial no Sol. Períodos de rotação de acordo com a latitude.*
 Fonte: NASA / Solar Dynamics Observatory

dos polos. Outra consequência decorrente da rotação diferencial é a distorção do campo magnético de regiões ativas e grupos de manchas. Semelhantemente, a rotação diferencial parece desempenhar um papel importante na formação do campo magnético das estrelas (Balthasar et al., 1986).

2.3 A física das manchas solares

Estas manchas são úteis como uma medida da atividade magnética geral do Sol. Manchas solares são regiões mais frias (com temperaturas entre 3000K – 4000K) e mais escuras (por efeito de contraste) que a fotosfera solar circunvizinha. Elas emitem menos energia do que a fotosfera em geral porque possuem intensos campos magnéticos (cerca de 1000 vezes mais intensos do que o campo médio da superfície solar normal, que é de 0,1 T contra 10^{-4} T).

Este campo bloqueia parcialmente a energia transmitida para cima pelas células de convecção na região sub-fotosférica (Eddy, 1976; Kivelson et al., 1995). As manchas solares são geradas pelas componentes toroidais do campo magnético que são trazidos à superfície solar devido a sua grande intensidade. No decorrer de cada ciclo solar de 11 anos esses tubos ascendem e surgem na superfície solar e as aberturas dos tubos de fluxo (ou manchas), aparecem primeiro em médias latitudes heliográficas (30° à 40°) em ambos os hemisférios do Sol.

Hoje sabe-se que a formação das manchas solares está relacionada com o campo magnético do Sol, cuja intensidade média é de 10^{-4} T (1 Gauss), ou seja, aproximadamente 10 vezes mais intenso do que o campo magnético da Terra. Porém, a intensidade do campo magnético das manchas solares é bem maior (milhares de Gauss) e inibe localmente a matéria quente de subir até a superfície (convecção).

Ocasionalmente, a força magnética do Sol pode puxar violentamente os íons e elétrons da cromosfera, quando isso ocorre pode haver protuberâncias. Nessa situação uma grande quantidade de íons e elétrons é ejetada para o espaço.

A variação no número de manchas solares vistas na metade visível do Sol é chamada de variabilidade (Stuiver & Quay, 1980). A partir de análise dos registros das observações das manchas solares, é possível perceber um ciclo regular médio da atividade, algo próximo de 11 anos. Alguns autores citam tal ciclo com sendo de 22 anos, isto corresponde a inversão dos pólos magnéticos do Sol a cada 11 anos. Atualmente ainda não há explicação física completa para a observação do ciclo solar (Eddy, 1976). Contudo, sabe-se que a suposição teórica mais plausível é que este ciclo é resultado do dínamo solar. Os conceitos físicos que explicam de forma adequada o dínamo solar serão detalhados posteriormente neste trabalho.

Contudo, o principal fator considerado para a formação das manchas é o efeito de rotação diferencial, já descrito em maiores detalhes. No caso do Sol, a rotação no equador arrasta lateralmente as linhas de campo magnético. A cada rotação, as linhas magnéticas aproximam-se mais umas das outras gerando assim uma repulsão de gases da fotosfera na direção das linhas do campo magnético. Isso leva à expulsão de gases da fotosfera na direção das linhas do campo magnético que dela emergem devido ao laço magnético formado. Nas regiões de entrada e saída desses laços surgem manchas solares com polaridades opostas, exemplificado na figura 2.2. Tais manchas geralmente são encontradas abaixo de regiões ativas, que possuem altas temperaturas, sendo assim muito brilhantes, as quais são observadas como regiões brancas na fotosfera do Sol.

Em geral, as manchas solares possuem coloração avermelhada, embora, por contraste com a fotosfera (devido à diferença de temperatura: entre 3000-4000 K para as manchas e 6000 K na fotosfera), na observação preliminar elas parecem ter um aspecto escuro. Segundo Silva et al. (2006) a região central da mancha (escura) é denominada de "umbra" ($T_{umbra} < 4000K$) e a região periférica (levemente escura e com estrutura fibrosa) é chamada de "penumbra", onde $T_{penumbra}$ é aproximadamente 5000 K.

Uma possível explicação para a mancha solar ser escura (na sua região de campo magnético mais intenso, umbra), é que esta região é mais fria que a sua fotosfera vizinha. Tal resfriamento ocorre localmente, porque o campo magnético inibe a convecção do plasma das camadas sub-superficiais do Sol, que é mais quente que a superfície solar, e isto torna a temperatura da umbra menor.

Em 1843, o astrônomo alemão Heinrich Schwabe constatou que o número de manchas

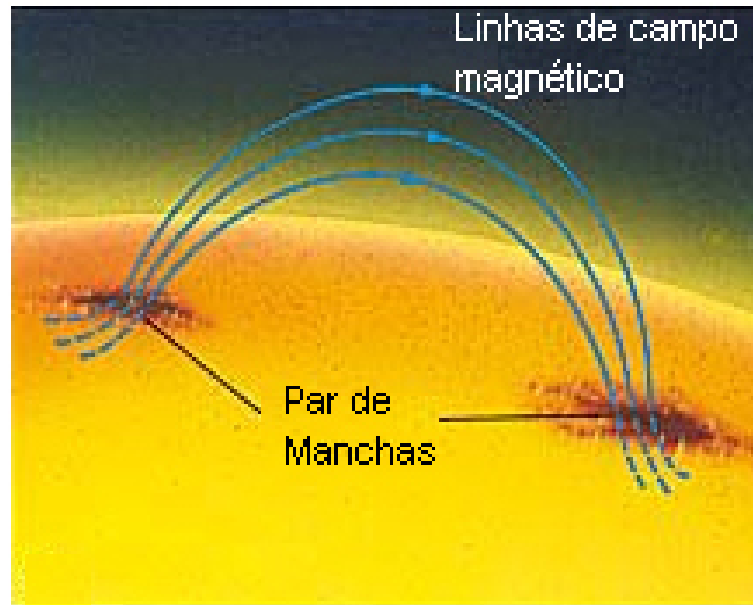


Figura 2.2: *Esquema mostrando par de manchas solares. É importante salientar que manchas solares sempre surgem em pares, devido a não existência de monopolos magnéticos, seguindo as equações de Maxwell. Fonte: Universidade de Cincinnati - Department of physics*

na fotosfera solar sofre variações periódicas. Em um período de 4,6 anos observou o máximo de manchas (chamado de período de atividade máxima). Já em outro período de 6,4 anos ele observou um número mínimo de manchas (chamado de período de atividade mínima). Então o astrônomo chegou a conclusão de que o Sol tem um ciclo de 11 anos e que a posição em latitude das manchas evolui com o período desse ciclo solar (Weiss & Thomas, 2008). As primeiras manchas e regiões ativas ocorrem em latitudes entre 30° e 40° , posteriormente se aproximando do equador ao longo da evolução do ciclo. As manchas de um grupo, geralmente as mais próximas do equador, terão um comportamento diferente das outras manchas. Tais manchas, geralmente também possuem deslocamento em grupo (Howard, 1992). Contudo, ao contrário dos grupos de manchas com fenômenos ativos à eles relacionados (fáculas e erupções), as protuberâncias surgem por toda parte do disco solar.

Os diferentes processos que afetam essas manchas podem, portanto, aumentar nossos conhecimentos sobre a atividade dinâmica das estrelas. Segundo Eddy et al. (1976), no máximo de atividade solar as manchas estão concentradas na região compreendida entre 10° e 20° de latitude, que é próxima ao equador do Sol.

Na figura 2.3 temos a imagem de um grupo de manchas solares na superfície do Sol, onde as manchas possuem maiores campos magnéticos a medida que se tornam mais escuras.

Uma mancha solar grande pode cobrir uma área de cerca de 700 vezes a área superficial da Terra, possuindo assim $1,7 \times 10^5 \text{ Km}$ de raio (Hoyt & Schatten, 1997).

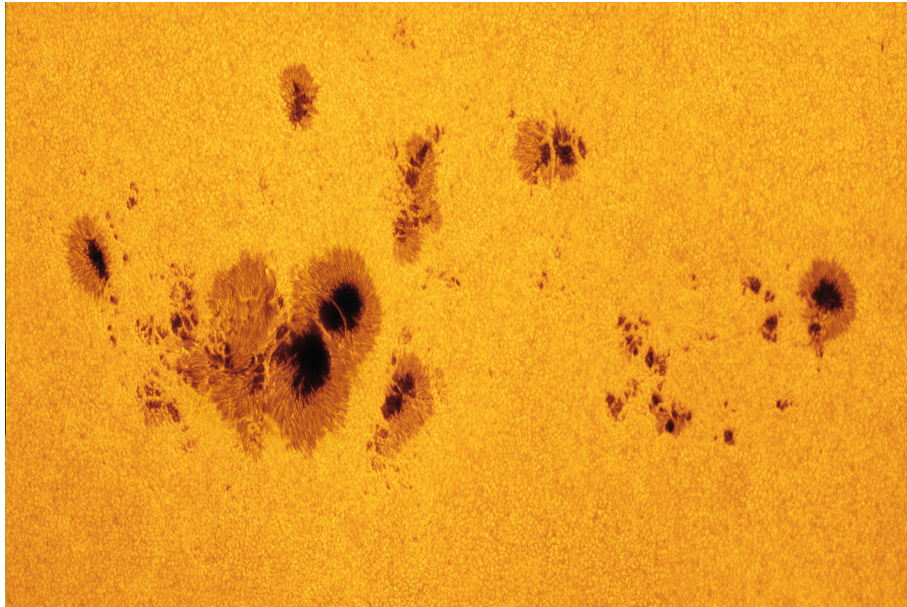


Figura 2.3: Grupo de manchas solares, em uma região de aproximadamente 320 mil Km na superfície do Sol. Fonte: <https://en.wikipedia.org/wiki/Sunspot>

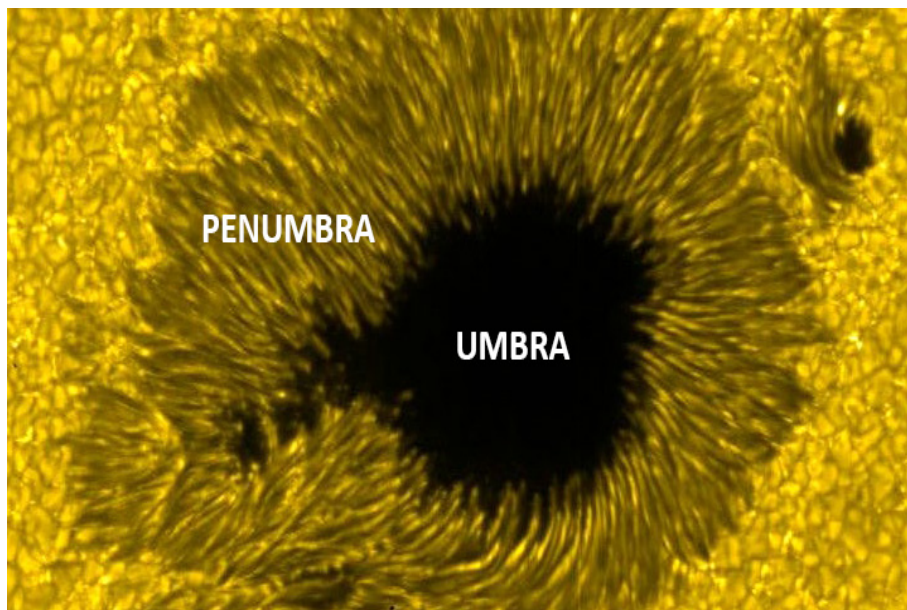


Figura 2.4: Mancha solar em detalhe, mostrando umbra e penumbra. Fotografada em 13/12/2006. Fonte: NASA/JAXA - Hinode's Solar Optical Telescope

Na umbra o campo magnético total dessa região é de cerca de 0,3 T. Já nas penumbras, que são as regiões no em torno das umbras e que possuem filamentos radiais claros e escuros, o diâmetro médio é de aproximadamente 2,5 vezes o diâmetro das umbras (variando entre 300 à 2500 km), tais aspectos são mostrados em maiores detalhes na figura 2.4. Contudo, por volta de 50% das manchas desenvolvem uma penumbra. Além disso, o campo magnético da umbra é quase vertical, enquanto nas penumbras torna-se mais horizontal. A polaridade de uma mancha pode ser norte ou sul (seguindo as equações

de Maxwell do eletromagnetismo), contudo há manchas complexas que apresentam uma mistura de ambas as polaridades, sendo que tal fato ainda não é compreendido. Segundo Rigozo et al. (2003) há modelos teóricos que supõem que este fenômeno é resultado da fusão entre manchas menores (não-complexas).

Manchas solares, tendem a ocorrerem em pares de polaridades opostas. Por convenção, a mancha mais a oeste do grupo, é denominada "mancha líder" ou precedente. Enquanto que as manchas mais a leste do grupo são chamadas de "seguidoras". Geralmente, a mancha líder é a primeira a se formar e a última a desaparecer.

Os grupos de manchas em um dado hemisfério solar tendem a ter líderes com a mesma polaridade magnética, sendo que as líderes no hemisfério norte, na maioria das vezes, possuem a mesma polaridade das manchas seguidoras do hemisfério sul.

2.3.1 Ciclos de atividade e manchas solares

A cada ciclo de 11 anos, a polaridade magnética do Sol se inverte, assim manchas líderes num hemisfério terão sua polaridade invertida para o outro ciclo magnético. No início do ciclo (época do mínimo solar), a polaridade em um polo é positiva (linhas de campo saindo do Sol) e no outro polo essa polaridade é negativa (linhas de campo entrando no Sol).

Quando se aproxima o máximo de atividade solar, aparentemente não há polaridade dominante em nenhum polo do Sol. Em decorrência desta observação, tem-se que acontece uma reversão da polaridade do Sol, que começa a tornar-se evidente a partir de 2 anos após o máximo solar (Kivelson et al., 1995; Hoyt & Schatten, 1997).

Já no mínimo solar, as manchas se formam em latitudes em torno de 40° em ambos os hemisférios. Raramente as manchas aparecem em latitudes maiores que 40° e nunca surgem no equador solar. Ao passo que o ciclo vai progredindo, o número de manchas aumenta até chegar em ponto máximo, após este valor máximo este número de manchas diminui e os grupos se movem gradualmente para a região do equador.

O início de um novo ciclo é caracterizado pelo reaparecimento de manchas em latitudes maiores. Este padrão de formação de manchas a cada ciclo, onde acontece o surgimento de manchas em latitudes maiores e posteriormente migrando para latitudes menores, é conhecido como lei de Sporer (Echer et al., 2003).

Segundo Kivelson et al. (1995) quando esta tensão magnética (em torno da latitude de 40°), está sendo relaxada por erupções solares, a tensão continua a crescer em regiões de menores latitudes, a medida que o ciclo solar vai prosseguindo.

Em uma fotosfera normal a convecção mistura as camadas superficiais com as sub-superficiais mais quentes e este fenômeno contribui para aquecer a superfície da estrela. A explicação física é que um tubo de fluxo magnético abaixo da superfície tende a subir através do processo de empuxo magnético. Este balanço de pressão lateral total (magnético

e plasmático) entre o tubo de fluxo e sua região vizinha livre implica que:

$$p + \frac{B^2}{2\mu_0} = p_0 \quad (2.1)$$

Onde p é a pressão de plasma dentro do tubo, e p_0 configura-se como a pressão na vizinhança. A pressão magnética $B^2/2\mu_0$ e a permissividade magnética μ_0 . Temos que esta equação implica que $p < p_0$, ou seja a pressão de plasma dentro do tubo de fluxo é menor do que na vizinhança, e se a diferença de pressão não for muito grande, temos que a densidade de plasma do tubo de fluxo será menor do que a densidade das vizinhanças, logo o tubo de fluxo experimenta uma força de empuxo ascendente. Quando este tubo sobe e irrompe através da superfície solar, ele pode criar um par de manchas solares de polaridade oposta, como é observado frequentemente (Soon et al., 2003).

Há a suposição de que um mecanismo de dínamo opera através da zona de convecção, gerando o campo que oscila com um período de 11 anos. Um fator para tal suposição é a rotação diferencial do Sol, que estica um campo inicialmente poloidal e cria assim um campo toroidal. Outro fator é que quando um elemento de fluxo poloidal sobe, ele tem a tendência a ser torcido por forças de Coriolis em um sentido que gera uma componente de fluxo toroidal.

2.3.2 O dínamo solar

A previsão do ciclo de atividade do Sol é um importante problema para a teoria do magnetismo estelar e solar.

Estudos mais recentes atribuem as características periódicas das manchas solares à existência do dínamo solar oscilatório de tal forma em que a convecção e a rotação diferencial (ver figura 2.5) da superfície interagem para amplificar e manter um intenso campo magnético inicial (Leighton, 1969).

Modelos de dínamo são bem sucedidos na reprodução de certas características do ciclo de 11 anos, não sendo ainda possível explicar a variação de amplitude nas épocas de máximo, contudo esses modelos falham em outras características de longo período (Eddy, 1976).

Sabe-se ainda que este aspecto cíclico da atividade cromosférica do Sol, provavelmente está diretamente relacionado com o seu dínamo oscilatório e, em caso mais geral, possivelmente de todas as estrelas parecidas com o Sol.

2.4 O mínimo de Maunder

No período entre 1645 e 1715, houve um fenômeno conhecido como mínimo de Maunder. Este fenômeno foi, basicamente uma fase estendida de baixa atividade solar. Este ciclo foi apresentado primeiramente pelo cientista solar John A. Eddy na década de 1970,

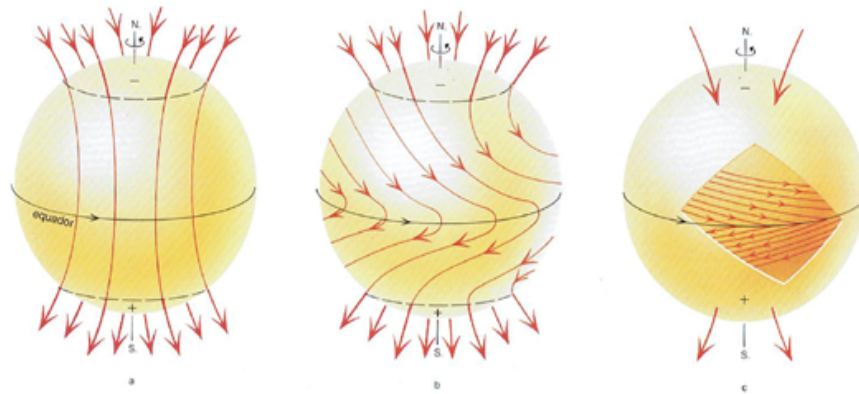


Figura 2.5: Partindo de um campo poloidal limitado às regiões polares (a), os segmentos de linha de campo situados no equador são mais depressa arrastados do que os outros, resultando num alongamento equatorial e no aparecimento de um campo toroidal (b). Originam-se, assim, campos muito concentrados, intensos e de aspectos opostos de um hemisfério para outro (c). Fonte: EIKE - Europäisches Institut für Klima und Energie

Eddy atribuiu os primeiros estudos deste fenômeno à Edwar Walter Maunder (1851 - 1928) e a sua esposa Annie Russell Maunder (1868 - 1947). O casal Maunder foram cientistas solares que ajudaram a delinear cuidadosamente este reduzido ciclo de atividade do Sol.

Em um quarto do século passado, foram realizados enormes esforços para melhorar-se a compreensão existente sobre o Sol e as possíveis mudanças climáticas que ocorrem na Terra, como consequência das mudanças que ocorrem no Sol.

A primeira análise completa foi realizada por Eddy et al, (1976), que concluiu que o baixo nível de atividade solar coincidiu com um episódio chamado de pequena idade do gelo. Partindo deste ponto, no entanto, vários investigadores vem tentando estabelecer hipóteses fundamentais para os mínimos solares, tais como o de Maunder e seus possíveis efeitos sobre a vida na Terra. É muito importante entender como esse processo irregular levou a compreensão de que o Sol pode passar por uma fase de mínima (ou máxima) atividade prolongada, afetando a vida na Terra.

A mínima e máxima atividade prolongada possuem uma influência marcante sobre o clima da Terra, para intervalos de tempo mais longos e mais curtos. Contudo, a relação exata entre estes extremos de atividade e o clima na Terra é ainda algo pouco conhecido. Grande parte das variações que ocorrem no Sol tem um grande potencial de provocar anomalias no clima terrestre e outros fenômenos que afetam as nossas atividades, tais como interferência em sistemas de telecomunicações e etc.

Compreender o funcionamento básico destes processos no Sol, proporciona um maior entendimento quanto aos mecanismos vitais para o bem estar da vida na Terra. As tendências de resfriamento identificadas como o mínimo de Maunder e outros foram agrupadas em ciclos irregulares ao longo do tempo. Os ciclos do Sol em torno desses períodos podem

denotar um mínimo solar (em termos muito gerais, refrigeração), bem como um máximo solar (aquecimento, igualmente como em geral).

Dar nomes a estes ciclos foi uma convenção adotada para homenagear cientistas envolvidos nestas pesquisas. Devido ao baixo fluxo de atividade, o mínimo de Maunder teve mais implicações do que meramente os efeitos dentro e sobre o Sol, em sua manifestação no século XVII. O que também foi perceptível foram os peculiares efeitos climáticos na Terra ao mesmo tempo, na figura 2.6 temos o chamado diagrama de borboleta que consiste em relacionar a latitude solar com o número de manchas.

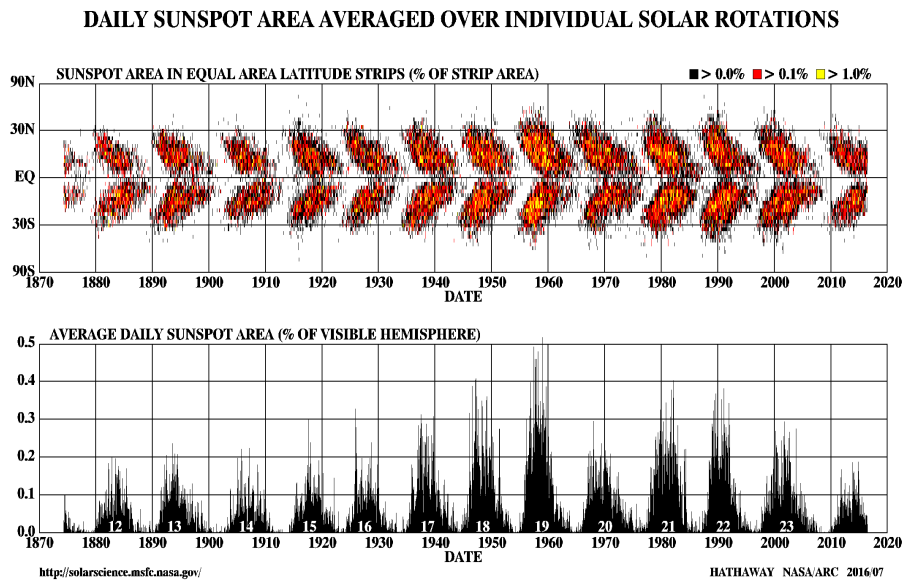


Figura 2.6: Diagrama de borboleta. Na parte superior a área das manchas por latitudes iguais no Sol, entre 1875 e 2016. Na parte inferior a média diária das manchas solares. Fonte: Marshall Solar Space Center - NASA.

Trabalhos recentes lançaram novos horizontes no estudo da atividade solar buscando responder a questão de qual é a extensão do fato de termos um Sol que passa por períodos de atividade cromosférica fixa. Havendo em sua cromosfera uma possível representação para outras estrelas com baixa atividade, que são potenciais candidatas à estarem passando pelo mínimo de Maunder. Muitas destas estrelas são conhecidas como estrelas do Mount Wilson (Baliunas et al., 1995); Shcröder et al., 2012), muitas delas são gigantes inativas, com linhas de emissão de fluxo abaixo do limite basal cromosférico, discutido por Pérez Martinez et al. (2011).

Um importante marco no estudo da cromosfera estelar foi feito pelos trabalhos de Schrijver (1987) e Schrijver et al. (1989, 1992), onde identificaram o chamado componente basal na linha de emissão da cromosfera, notadamente nas linhas de Ca II H + K e de Mg II H + K, que podemos considerar relativamente pequeno se comparado com grandes variações observadas independentemente em emissões cromosféricas atribuídas à atividade magnética estelar. O conceito de fluxo basal foi confirmado posteriormente por vários

autores, dentre eles Strassmeier et al. (1994) e Pasquini et al. (2000).

Base de dados e ferramentas numéricas

Neste capítulo trataremos de alguns dados observacionais utilizados neste trabalho, bem como descreveremos os detalhes sobre a determinação dos parâmetros fundamentais utilizados na análise e identificação de estrelas candidatas a estarem no estado de mínimo de Maunder e sua evolução.

3.1 Dados Observacionais

Nossa base de dados é proveniente principalmente do trabalho de Duncan et al. (1991). Neste artigo foram obtidas medidas espectroscópicas através de um espectrográfo fotoelétrico instalado no Observatório do Mount Wilson desde 1966. Também utilizamos dados oriundos do trabalho de Morel et al.(2013), utilizando dados do satélite espacial CoRoT.



Figura 3.1: Observatório do Mount Wilson. Fonte: University of California, Los Angeles

3.2 Missão espacial CoRoT

É importante salientar que os dados fotométricos obtidos por grandes telescópios terrestres possuem um limite de precisão muito baixa, isto levou o *Centre National d'Études Spatiales (CNES)* em 1994 a propor o projeto do satélite espacial CoRoT. O objetivo inicial do CoRoT, que consistiu no estudo da sismologia estelar, foi estendido para a análise dos trânsitos planetários, o que ajudou na realização do projeto.

O satélite CoRoT (Convecção, Rotação e Trânsitos Planetários), foi lançado em 27 de dezembro de 2006, sendo o primeiro telescópio colocado em órbita destinado à pesquisa de exoplanetas e ao estudo da estrutura interna das estrelas (Baglin & Lochard, 2006). Foi uma missão internacional liderada pela Agência Espacial Francesa (CNES) que financiou o projeto em cooperação com a Agência Espacial Europeia (ESA), Alemanha, Áustria, Espanha, Bélgica e Brasil.

Os dados coletados pelo satélite CoRoT ainda permitem estudar as curvas de luz de milhares de estrelas e portanto é possível analisar características da estrutura interna destas estrelas bem como a presença de possíveis exoplanetas orbitando tais astros.

O satélite foi lançado por um foguete Soyuz 2.1.B do cosmódromo de Baikonur, no Cazaquistão, em órbita circular polar em torno da Terra a uma altitude de 869 Km, com um período orbital de 1 hora e 49 minutos. O campo de visão do satélite no céu está na direção equatorial para evitar a poluição luminosa terrestre. A técnica de observação consistia em observar estrelas com magnitudes entre 4,5 e 15,5 em uma região do céu na direção do centro da galáxia durante 6 meses. Após este período o satélite gira 180° e aponta na direção oposta, no antcentro da galáxia durante os 6 meses seguintes.

Portanto, haviam dois períodos de observação: o inverno e o verão, nos quais eram realizados dois programas longos de 150 dias para a sismologia estelar e a procura por exoplanetas, além de dois programas curtos de 20 dias por ano para a sismologia como também outros programas adicionais.

No total, o CoRoT observou 120 mil estrelas no disco da Via Láctea perto do centro e seu antcentro. A sigla CoRoT descreve os objetivos científicos da missão, ambos baseados em fotometria estelar de alta precisão:

- "Convecção e Rotação" se refere a análise de movimentos sísmicos causados pela transferência de calor nos interiores estelares. O estudo desses movimentos, conhecido como sismologia estelar ou asterosismologia, torna possível entender melhor a estrutura interna das estrelas e sua atividade estelar.
- "Trânsito" refere-se a um método de estudo que detecta a variação de brilho proveniente da estrela e que poderia indicar a presença de um planeta em sua órbita.

3.2.1 O satélite CoRoT

O CoRoT pesa 630 Kg, mede 4,2 de comprimento, 1,9 m de diâmetro e seus painéis solares possuem 9 m de envergadura. Foi produzido no Centro Espacial de Cannes Mandelieu e utiliza uma plataforma PROTEUS (*Plateforme Reconfigurable pour l'Observation, pour Télécommunications et les Usages Scientifiques*). Esta plataforma foi desenvolvida pela Alcatel Alenia Space (conhecida desde 2007 como Thales Alenia Space) em Cannes, na França.

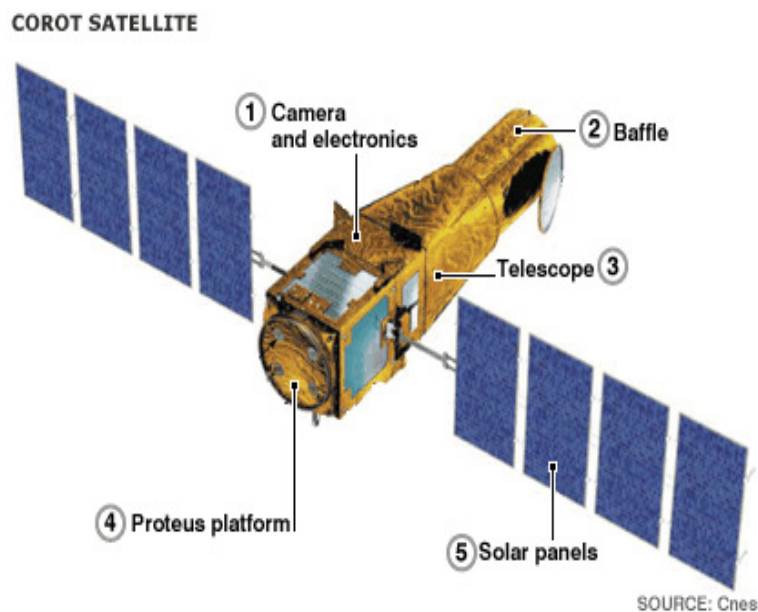


Figura 3.2: *Satélite CoRoT e seus componentes. Fonte: CNES*

O volume de dados transmitidos pelo CoRoT diariamente era de cerca de 900 Mbits de dados para a Terra, sendo possível o armazenamento de cerca de 2 Gbits de dados a bordo. Todo esse gerenciamento de dados foi realizado pelo Centro de Controle CoRoT (CCC) em Toulouse (França). Uma rede de componentes terrestres localizados em Kiruna (Suécia), Hartebeesthoek (África do Sul), Kourou (Guiana Francesa), Assuguel (França), e estações exclusivas para transmissão e recepção de dados CoRoT em Alcântara (Brasil) e em Viena (Áustria) comunicando-se com o satélite 6 vezes por dia.

A carga útil do satélite é de aproximadamente 300 Kg. Sendo dividida em:

- **Câmera 4 CCD e eletrônicos:** câmera numérica de grande abertura operando na faixa de luz visível e cuja função é medir pequenas variações que ocorrem na intensidade da luz emitida pelas estrelas. Contém 4 CCDs com resolução de 2048 x 2048 pixels cada; dois destes detectores são dedicados ao programa de asterosismologia, e os outros dois ao programa de pesquisa em exoplanetas.

- **Defletor externo:** defletor ótico de alta resolução utilizado para eliminar a poluição luminosa proveniente de outros objetos no céu.

- **Telescópio:** telescópio refletor, afocal CoRoT com 27 cm de diâmetro, composto

de dois espelhos confocais parabólicos e uma cobertura cilíndrica para evitar os reflexos provenientes da Terra.

- **Plataforma Proteus:** ela fornece todos os recursos necessários para a operação do satélite (controle da trajetória, controle de temperatura e equipamento de comunicações através de sua antena).

- **Painéis Solares:** dois painéis solares fornecem energia ao satélite com uma potência de 380 Watts.

3.2.2 Os objetivos científicos

Os objetivos científicos estão divididos em: Asterosismologia e busca por exoplanetas.

Asterosismologia: a observação de uma estrela permite ao CoRoT detectar ondas acústicas geradas no interior da estrela que enviam ondulações através da atmosfera estelar, causando uma alteração na sua luminosidade. Isto torna possível determinar, com precisão características como: massa, composição química, estrutura, rotação, temperatura interna da estrela e etc. Esta técnica é conhecida como Asterosismologia, foi desenvolvida durante vários anos para estudar o Sol (sendo chamada de heliosismologia) permitindo assim determinar diferentes parâmetros da física solar e aprofundar a teoria dos neutrinos. Os dados do CoRoT são essenciais para comparar estas estrelas observadas com o Sol.

Especificamente, o objetivo da sismologia estelar é analisar os modos normais de vibração das estrelas que, submetidas a forças gravitacionais, de Coriolis e de pressão, se comportam como osciladores. A frequência, amplitude e o tempo de vida destes modos permitem determinar alguns parâmetros importantes da física estelar, como o tamanho e composição do núcleo, os limites entre as zonas radiativa e convectiva, e do perfil interno de rotação.

As informações mais recentes sobre o interior das estrelas adquiridas por esta técnica de sismologia aplicada a qualquer tipo de estrela, incluindo estrelas variáveis, representa uma nova abordagem para a formação, evolução e morte das estrelas (Percy, 2007).

Busca por exoplanetas: mais de 2000 planetas extrasolares foram detectados por grandes telescópios e missões espaciais (CoRoT e Kepler). O CoRoT, capaz de detectar variações na luminosidade de aproximadamente $1/10000$, tem como objetivo descobrir aproximadamente 150 planetas, usando o método de trânsito planetário. Método este que envolve a detecção de um planeta a partir de uma diminuição na luminosidade do astro quando o planeta passa entre a estrela e observador. Através deste método é possível determinar o período orbital e o tamanho do planeta descoberto.

Pequenas variações no fluxo podem ser observadas pelo CoRoT em uma ampla variedade de estrelas com magnitude entre 12 e 15,5. Isto é comparável com a pequena redução no brilho de uma estrela no trânsito de um planeta um pouco maior que a nossa Terra,

com o dobro de sua massa. Além disso, também é capaz de detectar Júpiteres quentes, cuja massa é parecida com a massa do nosso Júpiter mas vários deles na chamada "zona habitável" (região de temperatura compatível com a possibilidade de haver água no estado líquido), e orbitando perto de sua estrela, isto é cerca de 0,05 UA (uma vez que entre Júpiter e o Sol a distância é de 5 UA).

Este programa de pesquisa foi executado durante longos períodos (no máximo 180 dias cada). A detecção de um planeta é garantida quando a fase (devida à variação de fluxo) permaneça consistente por pelo menos três trânsitos periódicos observados. Assim, deduz-se que os planetas detectados pelo satélite possuem um período de menos que 60 dias (critério simples de periodicidade). Para fazer tal distinção, o canal de exoplanetas coleta um sinal de 3 cores que diferencia os trânsitos planetários (eventos acromáticos) e a atividade estelar (eventos altamente cromáticos devido a variações da temperatura na superfície da estrela). Estudos mostram que o uso de tal informação em cores melhora a detecção dos trânsitos em estrelas mais ativas que o Sol.

Com esta capacidade em detectar planetas menores do que os planetas observados até agora, e em determinar a frequência desses objetos, o CoRoT permite um aperfeiçoamento no entendimento sobre a formação de sistemas planetários e, além disso, em que condições de contorno essa formação ocorre.

Os programas adicionais do satélite CoRoT estiveram relacionados ao serviço de áreas específicas nas quais as curvas de luz apresentam características diferentes das do programa principal (sismologia estelar e busca por exoplanetas). Vários aspectos foram identificados: magnetismo superficial, sistemas binários, estrelas pulsantes, busca por objetos no cinturão de Kuiper (*KBO: "Kuiper Belts Objects"*), etc. Estes programas tiveram menor prioridade em relação ao programa principal, mas com papel de complementar as informações recolhidas pelo CoRoT.

3.2.3 Os resultados científicos

O satélite CoRoT obteve curvas de luz com uma grande precisão, haja vista que a luz emitida por um grande número de estrelas e suas variações de brilho possuem significado físico. Essas curvas de luz foram obtidas em cada série de observação, com dados praticamente ininterruptos.

Até o momento, os resultados mostram que praticamente todas as estrelas observadas oscilam. As oscilações do tipo solar são encontradas em estrelas do tipo solar (como esperado). Outras diversas observações mostram também diferentes comportamentos entre as estrelas observadas: atividade sobre uma ampla faixa de frequências, oscilações multimodais ligadas a movimentos superficiais aleatórios e rotações diferenciais, como evidenciado pelos diferentes períodos de passagem das manchas solares em latitudes distintas.

No que diz respeito à pesquisa de planetas extrasolares, há possibilidade de anúncio

de novos exoplanetas provenientes de dados ainda não tratados. Contudo, para confirmar a existência de novos exoplanetas observados por telescópios espaciais é preciso realizar novas observações em telescópios posicionados na Terra.

É necessário ressaltar que nosso objeto de estudo neste trabalho, a estrela HD 43587 foi um dos alvos primários do programa do CoRoT. Sendo amplamente observada e estudada. A missão CoRoT continuou em funcionamento até janeiro de 2009, na atualidade os dados coletados já são de domínio público.

3.3 HD 43587

O sistema HD 43587 é um sistema de estrelas binárias localizado na constelação de Orion, tendo como componente principal HD 43587Aa e secundário HD 43587B. Este sistema foi estudado por Catala et al. (2006) que usaram ótica adaptativa para observação de ambas as estrelas do sistema. Mostraram que HD 43587 brilha como uma estrela do tipo solar, e também a observaram com o CFHT (*Canadian-France Hawaii Telescope*), em quatro ocasiões: janeiro de 2002 (uma noite), junho de 2002 (duas noites), setembro de 2004 (uma noite) e em setembro de 2005 (uma noite). Sendo nestas ocasiões utilizados filtros de H_2 e [Fe II].

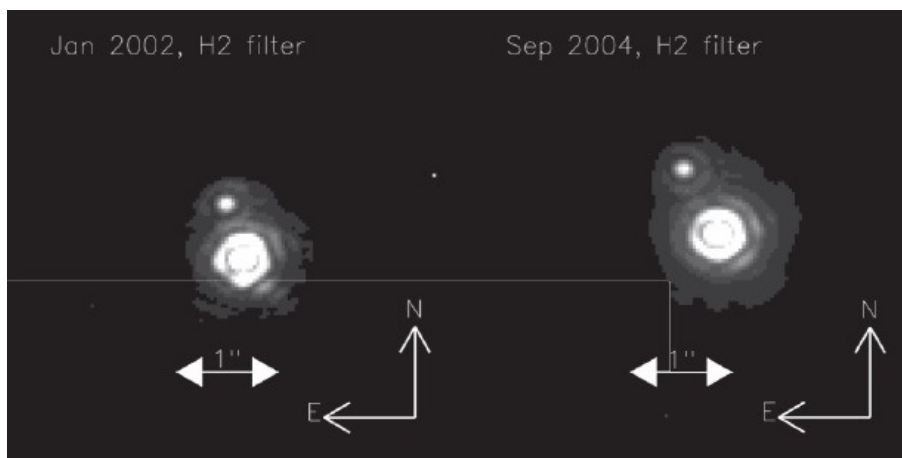


Figura 3.3: Óptica adaptativa do campo de HD 43587. Fonte: Catala et al. (2006)

A estrela HD 43587Aa foi um dos principais alvos observados no estudo da asterosismologia do CoRoT, sendo observada por 145 dias pelo satélite. Sendo esta observação complementada pelo HARPS (*High Accuracy Radial velocity Planet Search*) que está montado no telescópio de 3,6m no observatório de La Silla (Chile) do ESO (Boumier et al, 2014).

3.3.1 Comparação entre HD 43587 e o Sol

Esta estrela é uma forte candidata a estar passando por uma fase de mínimo de Maunder. Segundo Baliunas & Jastrow (1990), HD 43587 está passando por um período de atividade "fixa". Onde $\langle S \rangle$ mede o nível de atividade cromosférica da estrela observada no *Mount Wilson* (ver seção 4.3). Para a estrela HD 43587, temos: $\langle S \rangle = 0,158$ e para o Sol $\langle S \rangle_{\odot} = 0,167$ durante os últimos 50 anos de medidas.

3.4 Análise de séries temporais

O conjunto de dados de atividades ao longo do tempo define uma série temporal. Há muito sabemos que as séries temporais são, em via de regra, analisadas por métodos baseados nas transformadas de Fourier. Contudo, para o tratamento de dados não igualmente espaçados o método indicado é o da Transformada de Lomb-Scargle.

A transformada de Lomb-Scargle começou a ser desenvolvida por volta da década de 1970 e foi aperfeiçoado ao longo dos anos. O método pode ser considerado como uma generalização da transformada de Fourier.

O significado físico do método de Lomb-Scargle é o mesmo que de uma transformada de Fourier. A transformada de Fourier é uma composição de operadores matemáticos lineares, utilitários, que quando devidamente normalizado é inversível, sempre levando de um estado físico para o seu inverso. É importante salientar que nestas transformadas integrais a função é expressa como uma combinação entre senos e cossenos.

Um bom exemplo disso é justamente o objeto de trabalho desta pesquisa, onde obtivemos dados temporais e analisamos as frequências obtidas com o método.

$$F(\omega) = \frac{1}{\sqrt{2\pi}} \int_{-\infty}^{\infty} f(t)e^{-i\omega t} dt \quad (3.1)$$

$$f(t) = \frac{1}{\sqrt{2\pi}} \int_{-\infty}^{\infty} F(\omega)e^{i\omega t} d\omega \quad (3.2)$$

A função $F(\omega)$ é a transformada de Fourier da função $f(t)$, onde a reciprocidade também é válida, $f(t)$ analogamente é uma transformada de Fourier inversa de $F(\omega)$.

O conceito da transformada de Fourier é análogo a transformada de Laplace como visto em Afken et al. (2005). Sendo baseada no núcleo $e^{i\omega t}$ com partes reais e imaginárias. Sendo funções usadas para descrever ondas e extrair informações sobre a onda geratriz, pois temos duas equações onde uma sempre é a inversa da outra como mostrado nas equações acima.

Assim, para um dado conjunto de dados temporais, podemos obter através desta transformada a sua frequência e vice-versa.

3.5 A transformada de Lomb-Scargle

A transformada de Fourier é amplamente considerada a melhor técnica para se avaliar séries temporais, porém possui algumas limitações. No tratamento de medidas astronômicas, estamos lidando com medições realizadas ao longo de meses, anos ou décadas. Temos, portanto, dados que não são adquiridos em intervalos de tempo regulares e mais facilmente apresentam uma quantidade significativa de ruído. A solução para se manter a utilidade da análise nesses casos seria a de reunir pontos que estivessem em um mesmo intervalo de tempo em pacotes. E, assim, comprimir os dados em intervalos regulares para que possam ser resolvidos de forma convencional. Porém, fazer isso pode levar à alteração nas frequências percebidas e na significância do sinal.

Devemos agora obter uma generalização da transformada de Fourier, aplicável a dados não igualmente espaçados. Isso exige considerar o sinal de uma transformada em sua forma discreta, como sugere Scargle (1982).

$$FT_x(\omega) = \sum_{j=1}^{N_0} X(t_j)e^{-i\omega t_j} \quad (3.3)$$

Sendo o periodograma definido por:

$$P_x(\omega) = \frac{1}{N_0} |FT_x(\omega)|^2 \quad (3.4)$$

Substituindo:

$$P_x(\omega) = \frac{1}{N_0} \left| \sum_{j=1}^{N_0} X(t_j)e^{-i\omega t_j} \right|^2 \quad (3.5)$$

Usando o teorema de Euler, podemos escrever a equação anterior como:

$$P_x(\omega) = \frac{1}{N_0} \left[\left(\sum_{j=1}^{N_0} X(t_j)\cos(\omega t_j) \right)^2 + \left(\sum_{j=1}^{N_0} X(t_j)\sin(\omega t_j) \right)^2 \right] \quad (3.6)$$

Se X contém uma componente senoidal de frequência $\omega_0 = \omega$ e os fatores X_t e $e^{i\omega t}$ estão em fase, logo eles fazem uma grande contribuição ao somatório da equação anterior. Para outros valores de w são gerados números randômicos que podem ser positivos ou negativos.

Se os tempos de observação forem igualmente espaçados, podemos fazer $\delta t = 1$; $t_j = j$ e $X_j = X(t_j)$. A equação do periodograma é:

$$P_x(\omega) = \frac{1}{N_0} \left| \sum_{j=1}^{N_0} X(t_j)e^{-i\omega t_j} \right|^2 \quad (3.7)$$

Baseado no descrito acima, foi sugerido uma simples modificação no periodograma

com a mesma distribuição exponencial do caso anterior, com o intuito de inserir uma fase τ no sistema para lidar com o não espaçamento dos dados, conforme mostra Horne & Baliunas (1986). O novo periodograma pode ser escrito na forma:

$$P_x(\omega) = \frac{1}{2} \left[\frac{[\sum_j X_j \cos(\omega(t_j - \tau))]^2}{\sum_j X_j \cos^2(\omega(t_j - \tau))} + \frac{[\sum_j X_j \sin(\omega(t_j - \tau))]^2}{\sum_j X_j \sin^2(\omega(t_j - \tau))} \right]$$

(3.8)

Sendo τ definido como:

$$\tan(2\omega\tau) = \frac{\sum_j \sin(2\omega t_j)}{\sum_j \cos(2\omega t_j)} \quad (3.9)$$

Ao ser definido dessa forma P_x apresenta algumas propriedades que não podem ser extraídas da transformada discreta de Fourier (DFT). A inclusão dos termos com τ proporciona uma invariância quanto a mudanças na origem do tempo. Essa forma também permite que a análise do periodograma seja feita tal qual o método dos Quadrados Mínimos. E o mais importante é que P_x é definido de tal forma que se $X(t_j)$ for puro sinal-ruído, P_x seguiria uma distribuição de probabilidade exponencial.

Parâmetros utilizados na análise

Neste capítulo, descreveremos algumas das grandezas físicas e parâmetros que utilizaremos na fundamentação da análise e construção de resultados.

4.1 Os parâmetros fundamentais

Os parâmetros fundamentais servem como base para a obtenção de outros parâmetros usados posteriormente nesta análise.

Tabela 4.1: Parâmetros fundamentais para HD 43587 de acordo com vários autores

	Morel et al. (2013)	Catala et al. (2006)	Pravdo et al. (2006)
Massa [M_{\odot}]	1.049 ± 0.016	0.67 ± 0.04	0.25 ± 0.06 0.12 ± 0.02
Raio [R_{\odot}]	1.15 ± 0.01
Metalicidade [dex]	-0.02 ± 0.02
Idade [Gyr] ¹	4.97 ± 0.52

4.1.1 Velocidade de rotação

A rotação é uma propriedade que pode influenciar toda a trajetória evolutiva estelar, desde a formação até a sua morte, além de ser responsável por diversos fenômenos dinâmicos. Dentre muitos, podemos citar: corrente de circulação meridional, perda de massa, evolução de momento angular, magnetismo estelar, dentre outros.

A compreensão detalhada da rotação das estrelas torna-se imprescindível para o entendimento das abundâncias e de vários fenômenos, principalmente a atividade cromosférica e a formação do campo magnético estelar.

¹Sendo a idade calculada por Morel et al., 2013 através de modelos evolutivos

A rotação afeta a atmosfera da estrela como também o seu interior. Acredita-se também que a turbulência causada na região de transição entre a zona radiativa e o envoltório convectivo é uma das principais responsáveis pelo surgimento do campo magnético das estrelas.

A velocidade rotacional estelar pode ser determinada de três formas distintas e bem fundamentadas. A primeira delas foi proposta por Smith & Gray (1976), técnica que utiliza alta frequência das linhas espectrais, para determinação da velocidade de turbulência e de rotação, através da análise de Fourier.

A segunda técnica foi sugerida por Baranne et al. (1979) e utiliza uma correlação cruzada entre o espectro da estrela e uma máscara situada no espectrógrafo CORAVEL¹ (CORrelation RADial VELOCITY), que transmite apenas a luz contida no centro das linhas de absorção, de modo que uma função gaussiana se ajuste aos pontos do perfil de correlação, e a medida da largura a meia altura da gaussiana determina a velocidade de rotação projetada ($v \sin i$).

Por fim, o terceiro método é determinado de forma direta através do período de rotação, pela observação da atividade magnética estelar, ou através de curvas de luz fotométricas.

Sabemos que o Sol, possui rotação diferencial, com período de rotação do Sol variando de acordo com a latitude, e profundidades, enquanto que para a envoltória radiativa a rotação funciona como a de um corpo rígido (Faulkner et al, 1968). O seu período de rotação é menor no equador e aumenta gradativamente indo em direção aos pólos. Alguns autores afirmam que o período de rotação do Sol é de aproximadamente 25 dias no equador e 36 dias nos pólos.

4.2 O índice de cor B-V

Em qualquer sistema de magnitude multicolor define-se os índices de cor como a diferença entre os fluxos provenientes de duas bandas diferentes. Equivalentemente a isso pode-se dizer que é a diferença entre duas magnitudes do sistema. Para o índice de cor B-V, temos a subtração da magnitude V da magnitude B. Índices de cor são importantes para a determinação da temperatura da estrela.

4.2.1 Temperatura efetiva

Para determinar a temperatura de nossas estrelas utilizamos o índice de cor ($B - V$), juntamente com a relação de calibração proposta por Flower (1996).

¹Espectrômetro especializado na determinação de velocidades radiais estelares com alta resolução e precisão. O primeiro instrumento está em funcionamento desde 1977, no telescópio suíço de 1 m no Observatório de Haute-Provence. Um segundo CORAVEL foi instalado no foco de Cassegrain do telescópio dinamarquês em La Silla

Tabela 4.2: *Coefficientes da calibração proposta por Flower (1996)*

Coefficient	Supergiants	Main-sequence stars Subgiants, Giants
a	4.012559732366214	3.979145106714099
b	-1.055043117465989	-0.654992268598245
c	2.133394538571825	1.740690042385095
d	-2.459769794654992	-4.608815154057166
e	1.349423943497744	6.792599779944473
f	-0.283942579112032	-5.396909891322525
g	...	2.192970376522490
h	...	-0.359495739295671

Tabela 4.3: Parâmetros atmosféricos para HD 43587, de acordo com vários autores

	Reddy et al. (2003)	Chen et al. (2000)	Feltzing & Gonzalez (2001)	Bensby et al.(2003)	Morel et al. (2013)	Média
T_{eff} [K]	5920 ± 22	5965 ± 21	5940 ± 27	5968 ± 26	5947 ± 17	5948 ± 22.6
$\log g$ [cgs]	4.29 ± 0.07	4.42 ± 0.06	4.39 ± 0.06	4.38 ± 0.06	4.30 ± 0.01	4.36 ± 0.06

$$\log T_{eff} = a + b(B - V) + c(B - V)^2 + \dots, \quad (4.1)$$

onde os coeficientes da equação acima foram corrigidos por Torres (2010) e estão descritos na tabela 4.2

4.3 O índice de atividade cromosférica

Ao analisar o espectro de uma estrela, percebe-se que o fluxo nas linhas cálcio é um excelente indicador da atividade cromosférica do astro. Isso teve enorme progresso a partir de inúmeras observações realizadas pelos astrônomos Frans Middelkoop e Cornelis Zwann, utilizando o fluxo nas linhas do cálcio como indicador. Estes autores mostraram que a atividade cromosférica está relacionada diretamente com a eficiência do dínamo estelar. A consolidação de tal hipótese veio no trabalho de Rutten (1987a), verificando que existe um fluxo mínimo nas linhas de Ca II em função do índice de cor (B-V). Dessa maneira, uma estrela não poderia apresentar um valor de fluxo nas linhas de Ca II que fosse menor que seu valor mínimo, chamado F_{min} (Ca II).

Em nosso trabalho, para quantificar a atividade cromosférica iremos utilizar o fluxo nas linhas H &K de Ca II, através do índice de fluxo $\langle S \rangle$ ("*Mount Wilson S-index*"), cujas medidas fotométricas foram realizadas pelo telescópio de 1,5 m no observatório do Mt. Wilson²

²Localizado no Mount Wilson, um pico de 1742 m em *San Gabriel Mountains, LA, Califórnia*. O observatório contém dois telescópios importantes: Hale (1,5 m), que foi construído em 1908, e o telescópio

O índice de fluxo S é definido na forma:

$$S = \alpha \frac{H + K}{R + V}, \quad (4.2)$$

onde H , K , R e V representam o fluxo total em cada uma dessas faixas, isso significa medir o número de contagem de fótons que passa na respectiva janela. O α é uma constante de calibração que geralmente possui valor de 2.3 ou 2.4 conforme Duncan et al. (1991). Para o CaII H & K, as linhas estão centradas em 3933 Å (K) e 3968 Å (H). Para a faixa do contínuo, as linhas estão centradas em 3901 Å na banda V , enquanto a banda R está centrada em 4001 Å.

Baliunas et al. (1990), usando observações de séries temporais com muitos termos das linhas de emissão Ca II H & K (Projeto *Mount Wilson*), identificou estrelas que exibem índices $\langle S \rangle$ muito pequenos e sem regularidade, sendo considerados estrelas com atividade fixa. Isto aparentemente, pode ser um estado comparado ao mínimo de Maunder.

Por um período de mais de trinta anos, coberto pelo projeto do *Mount Wilson*, que também incluiu o estudo de vários períodos de atividade mínima solar, o Sol manteve um valor do seu índice $\langle S \rangle$ maior em relação ao $\langle S \rangle$ destas estrelas.

Segundo Schröder et al. (2012), ligeira comparação mostra que no mínimo de atividade solar cromosférica está relativamente abaixo do fluxo basal. Contudo é difícil verificar um Mínimo de Maunder para outras estrelas, desde que qualquer interpretação quantitativa do índice $\langle S \rangle$ do *Mount Wilson* depende também de um exato conhecimento do fluxo contínuo UV.

No contexto do projeto do *Mount Wilson* o índice S pra o Sol variou entre 0,16 (mínimo normal de atividade) e 0,22 (máximo) entre 1966 e 1993 (Baliunas et al., 1995). O valor anormalmente baixo de S foi registrado em 2009, sendo ocasionado por um profundo mínimo solar.

Schröder et al. (2012), afirma que as medidas do índice S entre outubro de 2008 e julho de 2009 foram as mais baixas já registradas durante toda a série de medidas realizadas no *Mount Wilson*. Apontando um resultado importante em que estrelas do tipo solar, tais como HD 43587 passam por períodos de atividade fixa, tais como o Sol. Também argumenta que não houve valores elevados para a atividade cromosférica, para algumas estrelas do *Mount Wilson*, ao longo dos últimos 30 anos, aparecendo assim excelentes candidatas à estrelas no mínimo de Maunder.

Tais estrelas, dentre elas HD 43587, possuem valores de T_{eff} bastante próximos do Sol, além de que os valores de $\langle S \rangle$ são comparados com o S do Sol.

Há também uma correlação entre os valores de $\langle S \rangle$ e o número de manchas solares.

Hooker (2,5 m), que foi construído em 1917.

Particularmente há medidas de $\langle S \rangle$ em dias em que o número de manchas foi zero. Segundo White et al. (1992), a correspondência desse fenômeno é que a emissão de Ca II vindo das manchas solares possuem menor importância, enquanto que a presença de algum brilho local proveniente das manchas pode ter algum impacto nas medidas de S .

Conversão para R'_{HK}

O índice S de Mt. Wilson fornece um fluxo que contém contribuições das componentes cromosférica e fotosférica. Dessa forma é preciso restringir e separar a medida fotosférica do fluxo total. Para realizar esse procedimento utilizaremos o método introduzido por Noyes (1984), definido da seguinte maneira:

$$R_{HK} = R'_{HK} + R_{phot}(B - V), \quad (4.3)$$

onde R_{HK} , representa o fluxo total e R'_{HK} representa a componente cromosférica. Logo, temos:

$$R'_{HK} = C_{cf}(B - V) \cdot S - R_{phot}(B - V), \quad (4.4)$$

onde $C_{cf}(B - V)$ é um fator de conversão que transforma o fluxo dos canais R e V para o contínuo, e R_{phot} é a contribuição fotosférica. Essas medidas são determinadas da seguinte forma:

$$\log C_{cf} = 0.25(B - V)^3 - 1.33(B - V)^2 + 0.43(B - V) + 0.24, \quad (4.5)$$

$$\log R_{phot} = -4.898 + 1.918(B - V)^2 - 2.893(B - V)^3. \quad (4.6)$$

Feita a conversão, o único parâmetro envolvido na determinação do fluxo cromosférico é o índice de cor $(B - V)$ da estrela.

4.4 Abundâncias químicas

O estudo das abundâncias químicas das estrelas é de fundamental importância para a determinação e análise da atividade de uma estrela. A determinação de tais indicadores contribui para a compreensão da estrutura interna da estrela, bem como suas oscilações e similaridade com o nosso Sol, no caso das estrelas do tipo solar.

Além de permitir conhecer mais sobre o status evolucionário da estrela. Particularmente, as observações de estrelas do tipo solar na sequência principal podem ser usadas na determinação de parâmetros fundamentais com considerável precisão de valores.

A evolução tecnológica e a era dos telescópios espaciais vem proporcionando à astro-

física uma maior qualidade nas observações devido a alta resolução de tais instrumentos, o que permite a identificação das abundâncias químicas estelares, principalmente através da fotometria e espectroscopia de alta resolução.

Como já mencionado anteriormente, HD 43587 foi observada pelo satélite CoRoT, posteriormente foi observada com o telescópio HARPS de 3,6 m no observatório de La Silla, no Chile, no período entre dezembro de 2010 e janeiro de 2011. (Morel et al. 2013).

4.4.1 A abundância de lítio

A abundância química de uma estrela na sequência principal pode ser utilizada como um parâmetro determinante para o cálculo de sua idade. As estrelas velhas são classificadas como de população II, não possuem grandes quantidades de metais, embora apresentem elementos mais leves como o lítio e berílio, que foram deixados no meio interestelar após a morte das primeiras estrelas (população III).

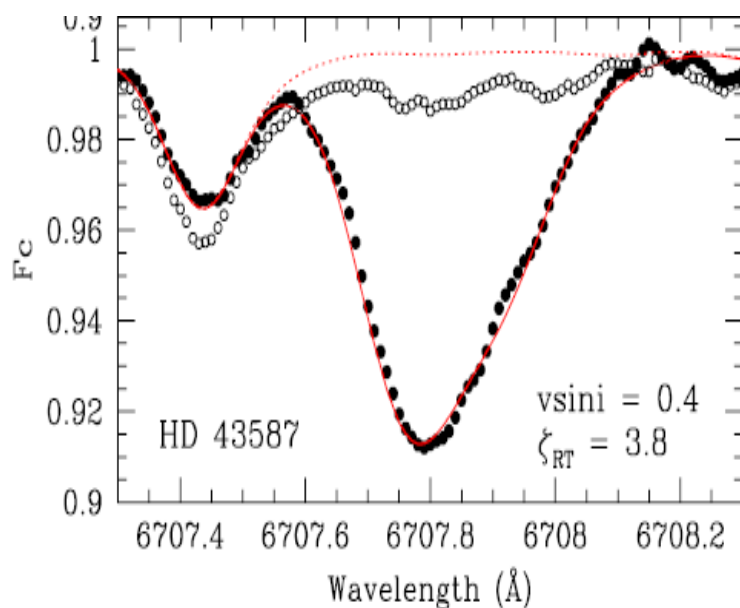


Figura 4.1: *Espectro do lítio para HD 435897 (Morel et al. 2013). O espectro do lítio (círculos preenchidos) é comparado com o espectro do lítio para o Sol (círculos vazios). Os parâmetros usados foram derivados de Reddy et al. (2003), com $v \sin i$ e os parâmetros de macroturbulência indicados (valores em km/s). No eixo vertical estão indicados os componentes do Lítio e no eixo horizontal os respectivos comprimentos de onda.*

Conforme surgem novas gerações de estrelas, estas vão ficando mais ricas em metais, devido à serem formadas a partir da matéria de estrelas mortas. Portanto, estrelas mais novas (população I) possuem um valor mais alto de metalicidade ³ devido a poluição do meio interestelar pelas gerações anteriores.

³Grandeza física que mede a proporção de elementos químicos mais pesados que o hidrogênio e o hélio, presentes na estrela.

Neste contexto, a metalicidade, juntamente com a abundância dos elementos químicos e principalmente a abundância de lítio é muito importante para se determinar se uma estrela pode ser classificada como uma análoga ou gêmea solar. Na figura 4.4.1, temos a o espectro do lítio para a estrela HD 43587.

Neste sentido, uma estrela deve apresentar além de todos os parâmetros similares aos valores encontrados para o Sol, um valor de abundância de lítio aproximadamente semelhante aos valores encontrados para o Sol, aproximadamente $A_{Li}^{\odot} \approx 1.1 dex$ (Pasquini et al., 1994; Favata et al., 1996; Galeev et al., 2004).

Encontrar uma estrela com mesmo tipo espectral G e mesma idade, que possuam uma abundância de lítio próxima á do Sol não é tarefa fácil, já que o Sol apresenta um valor muito mais baixo que o esperado pelos modelos teóricos para estrelas G de $1.0M_{\odot}$. Explicar tal comportamento é um dos grandes problemas da astrofísica atual. A causa não é bem compreendida, já que a profundidade máxima alcançada pela base da zona convectiva não atinge camadas cujas temperaturas sejam altas o bastante para destruir o lítio.

Análise e discussão de resultados

Iremos dividir este capítulo em duas partes, a primeira refere-se aos dados observacionais provenientes do satélite CoRoT, já na seção 5.2 discutimos os dados observacionais coletados através de espectroscopia e já publicados na literatura.

5.1 Dados observacionais da missão CoRoT

A curva de luz para a estrela HD 43587 está disposta a seguir na figura 5.1:

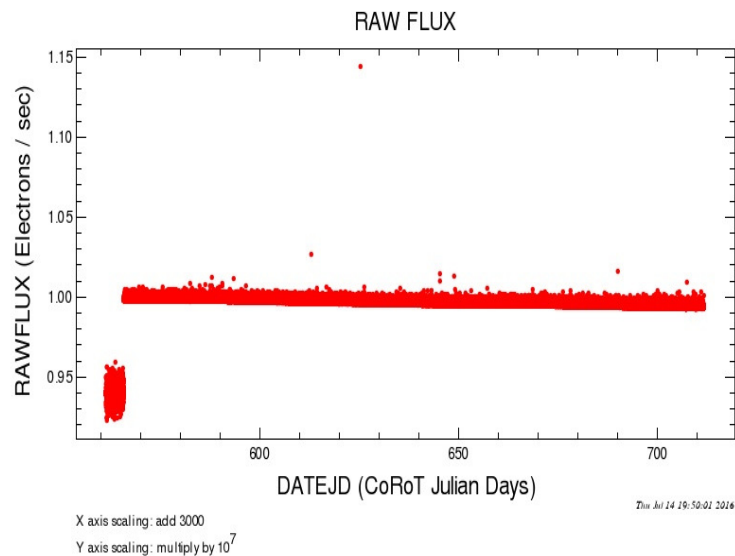


Figura 5.1: *É possível ver claramente o perfil de atividade flat desta estrela*

Partindo dos dados fotométricos do satélite CoRoT, investigamos uma possível determinação do período de rotação para esta estrela, realizando a transformada de Lomb-Scargle na curva de luz de HD 43587 proveniente das observações do satélite CoRoT. O

cálculo computacional foi realizado através do *NASA Exoplanet Archive*.

Analisando a solução do periodograma do tipo Lomb-Scargle para HD 43587 na figura 5.2 vemos que a solução não define um período único, mas sim uma família de soluções, deixando assim esta estrela sem um período de rotação determinado.

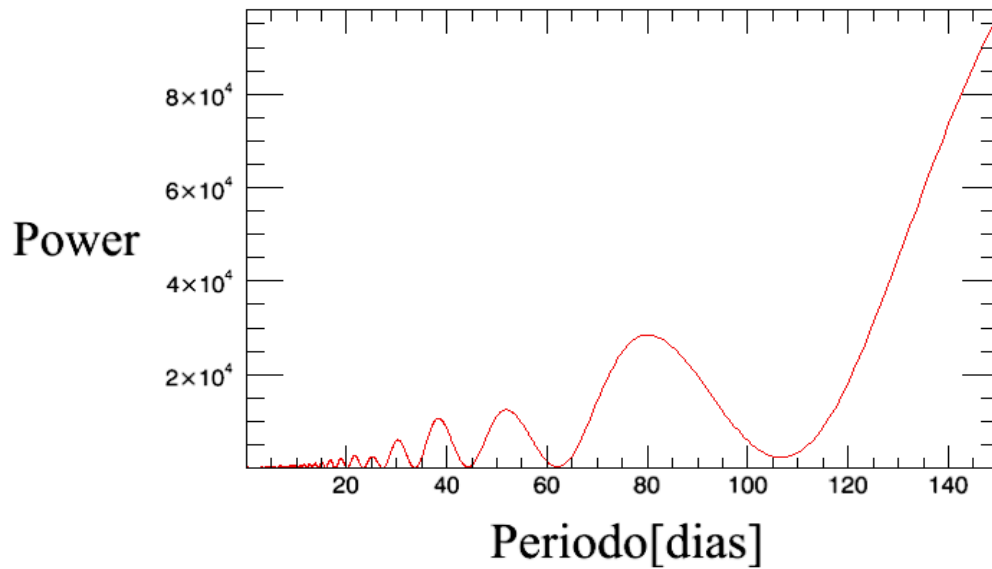


Figura 5.2: Há várias famílias de possíveis soluções, sendo assim não é possível determinar um único período de rotação confiável.

5.2 Dados coletados através de espectroscopia

Os dados utilizados em nossa análise da atividade (S -index) foram obtidos dos trabalhos de Duncan et al. (1991), Hall et al. (2009), Morel et al. (2013) e Hempelmann et al. (2016).

Na figura 5.3, vemos todas as medições realizadas para o $\langle S \rangle$ no *Mount Wilson* ao longo do tempo, todas realizadas em baixa resolução. É possível observar leves variações nas medidas do índice de atividade cromosférica.

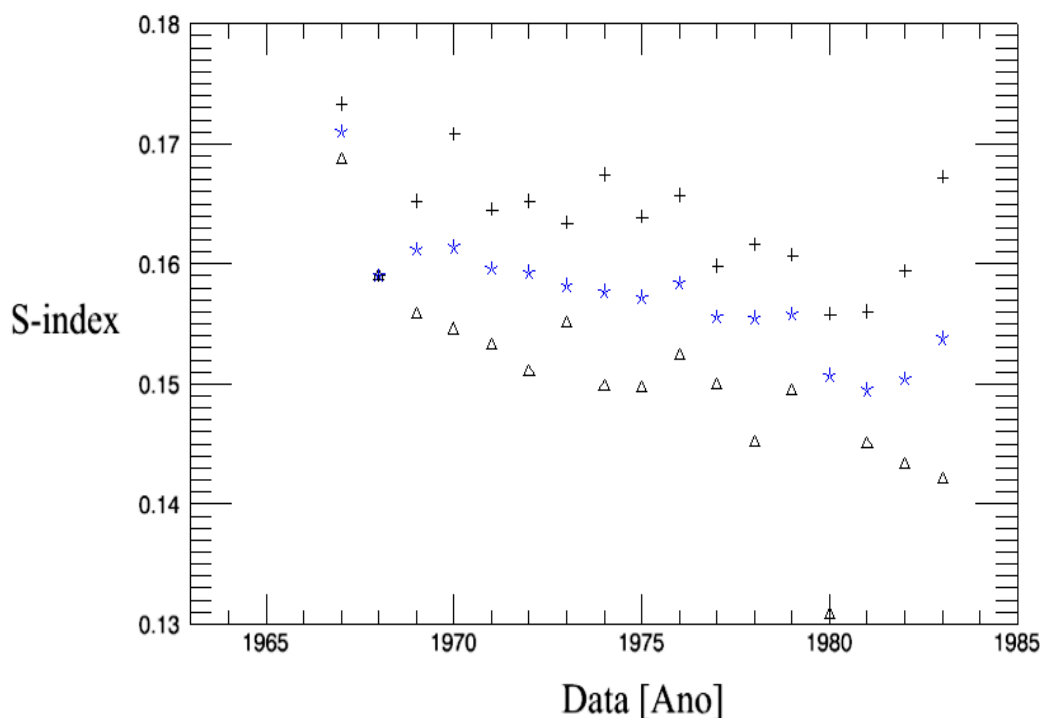


Figura 5.3: Medidas de S -index realizadas no observatório do *Mount Wilson* dos trabalhos de Duncan et al. (1991) e Baliunas et al. (1995), realizadas em baixa resolução no período entre os anos de 1967 e 1983. Os pontos em forma de cruz representam os valores de S -index máximo, já os pontos em forma de asterisco representam os valores do S -index médio e os pontos em forma de triângulo representam os valores de S -index mínimo para cada medida ao longo do intervalo de tempo já citado.

Percebe-se claramente na figura 5.4 que a estrela, no intervalo de tempo em que foi observada, estava passando por um período de baixíssima atividade. Todas as medidas de S (figura 5.4) foram realizadas entre os anos de 1967 à 2014. No trabalho de Duncan et al. (1991) HD 43587 foi observada com o espectrógrafo do observatório do *Mount Wilson* entre 1967 e 1983, no trabalho de Hall et al. (2009) a estrela foi observada com o *Automatic Photometric Telescopes* da Universidade do Estado do Tennessee no *Fairborn Observatory* e no *Solar-Stellar Spectrograph* no *Lowell Observatory* entre os anos de 1993 e 2008, já no trabalho de Hempelmann et al. (2016) as medidas foram realizadas com o espectrógrafo HEROS no Observatório da Universidade Guanajuato (México) entre 2013

e 2014. Contudo, há a possibilidade de haver ciclo de atividade em tal estrela, podemos ver que a primeira medida realizada possui valor bem maior que todas as outras (acima dos valores de desvio padrão).

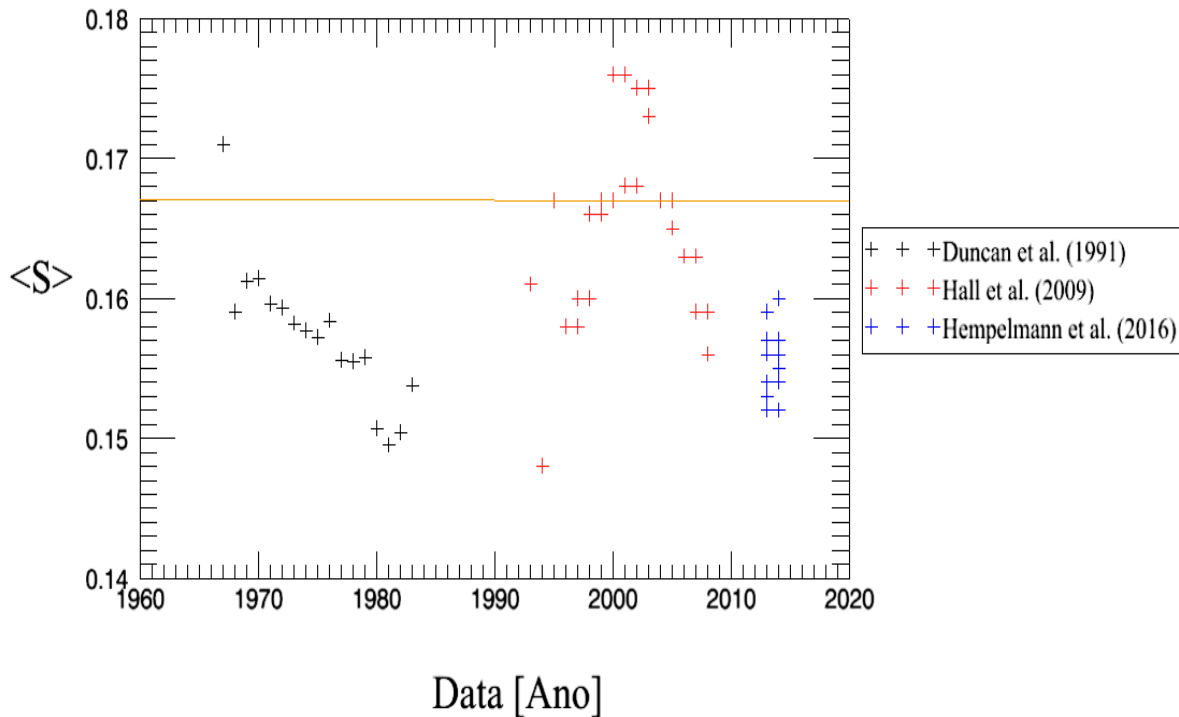


Figura 5.4: Todas as medidas de S realizadas entre 1967 e 2014 (ver Apêndice A), de acordo com os trabalhos de Duncan et al. (1991), Hall et al. (2009), Morel et al. (2013) e Hempelmann et al. (2016).

Infelizmente, determinar períodos de rotação de estrelas com baixos níveis de atividade tornou-se difícil até mesmo a partir de medidas realizadas por telescópios no espaço. Tomando o Sol como exemplo, uma análise de longo tempo das séries temporais de irradiância total ainda não é um indicador significativo da rotação solar. Somente durante a condição de mínimo solar há a possibilidade de detectar o período de rotação do Sol a partir séries temporais da irradiância (Hempelmann, 2003), e com base na fotometria feita da Terra a modulação rotacional do fluxo solar não é detectável.

Um outro método para determinar a rotação estelar é a medida da emissão cromosférica de certas linhas espectrais, tais como as linhas do Cálcio II H+K, geralmente a partir das linhas do cálcio no infravermelho. Eberhard & Schwarzschild (1913) foram os primeiros a propor tal método, medindo medidas de atividade em estrelas frias através de observações da emissão das linhas centrais do CaII H+K. Contudo, devido a baixíssima atividade ainda não é possível realizar a determinação do ciclo de atividade desta estrela.

Calculamos o periodograma de Lomb-Scargle da série de dados do S -index e obtivemos os valores dispostos na figura 5.5. Analogamente ao resultado encontrado para o periodograma Lomb-Scargle da curva de luz CoRoT, não é possível determinar um período de

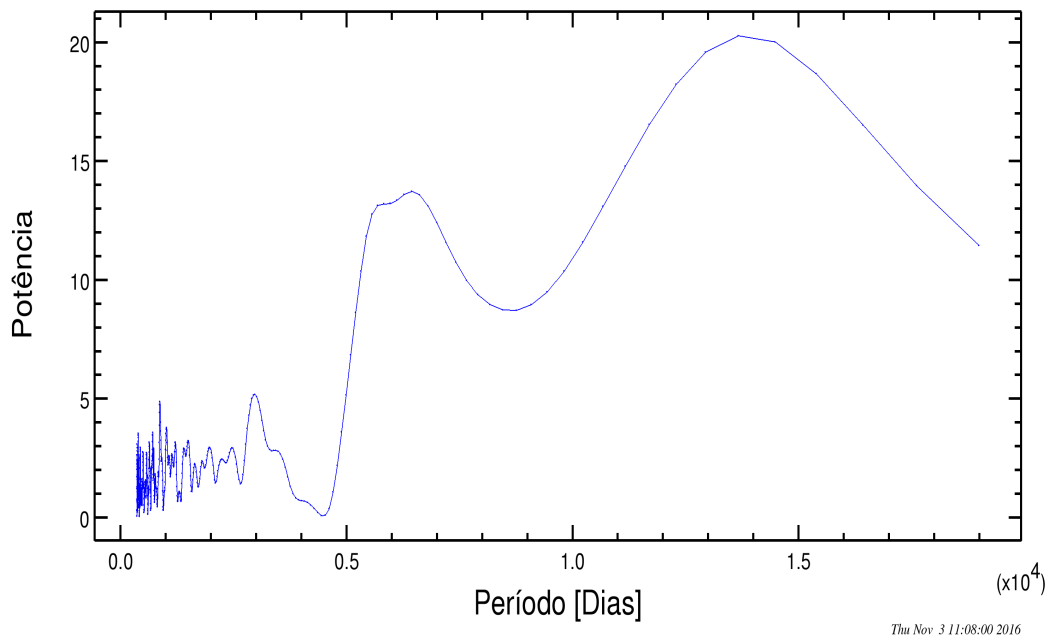


Figura 5.5: *Periodograma para HD 43587 a partir medidas espectroscópicas.*

rotação, haja vista as múltiplas famílias de soluções para tal periodograma. Desta forma há a importância de ser realizadas novas observações para esta estrela, para obter novos dados em solo (telescópio), afim de realizar a determinação do P_{rot} para este objeto.

Já na figura 5.6 apresentamos o $\langle S \rangle$ índice em função do índice de cor (B-V) comparando com as amostras de Duncan et al. (1991) e Schröder et al. (2012). Este índice é um indicativo do nível de atividade cromosférica como definido anteriormente. Nesta figura podemos analisar basicamente uma dispersão dos pontos com especial atenção para a região inferior de valores. É possível notar que para valores tipicamente da ordem de $(B-V) = 0,61$ há algumas estrelas que possuem valores mínimos de $\langle S \rangle$. Comparando HD 43587 com o Sol, nota-se quão pouco ativa é nossa estrela, sendo assim uma excelente candidata a estrela passando pelo estado de mínimo de Maunder.

Segundo Vogt et al. (2002) é atribuído à HD 43587 como sendo do tipo espectral F9 V pelo Simbad e G0.5 pelo catálogo Hipparcos. Condiz que o índice de cor $(B-V) = 0,61$ é compatível com tipos espectrais G1 e G2. A síntese espectral realizada trouxe como resultados $T_{eff} = 5795$ K, $[Fe/H] = -0,03$ e $V_{sini} = 2,7$ Km/s, $R'_{HK} = -4,97$. Segundo o catálogo Hipparcos, esta estrela é fotometricamente estável com relação à erros nas medidas. Claramente, HD 43587 é uma estrela análoga solar.

No trabalho de Vogt et al. (2002) foram realizadas quatorze observações para nossa estrela no observatório Keck entre outubro de 1996 e abril de 2001, mostradas nas figuras 5.7. Foi observado uma diminuição na velocidade Doppler no ano de 1998. Portanto,

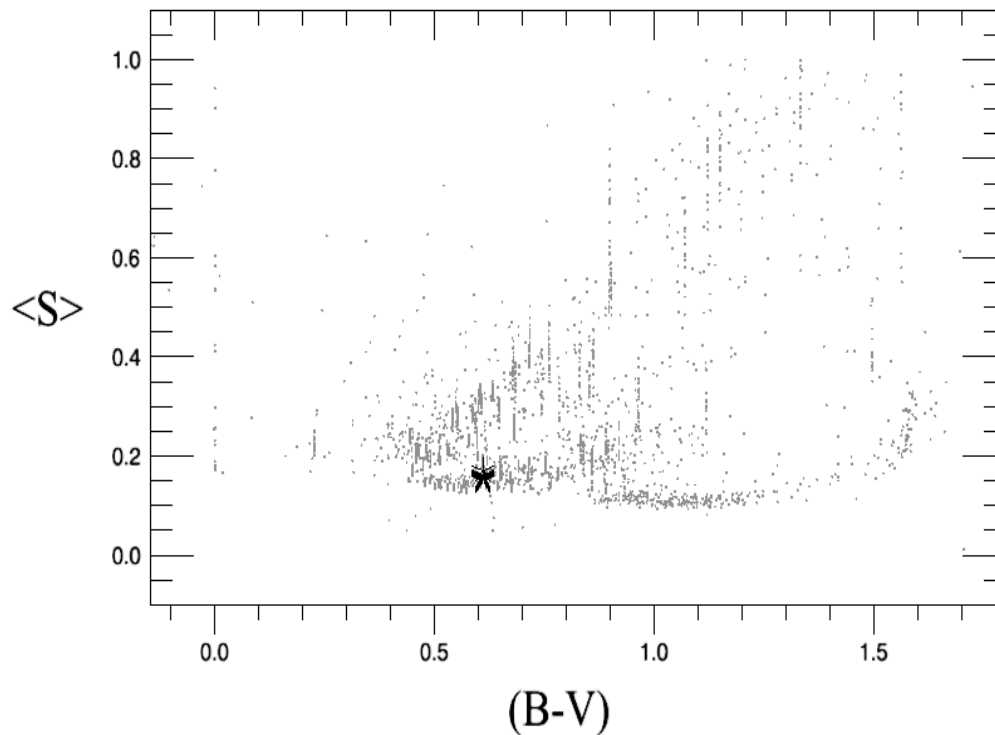


Figura 5.6: $\langle S \rangle$ vs $(B - V)$ para estrelas de Schröder et al. (2012). Os pontos cinza são todas as estrelas da amostra, o ponto preto é a estrela HD 43587. Claramente, HD 43587 está numa região de baixa atividade cromosférica.

analisando a figura 5.7 há claramente uma companheira binária para nossa estrela.

Esta estrela foi observada sete vezes durante 5,3 anos, em meados dos anos 1980, através do CORAVEL (Duquennoy & Mayor, 1991), tendo sido encontrada uma velocidade constante com desvio padrão de 0,36 km/s, Sendo consistente com os resultados de Vogt et al. (2004).

Através do melhor ajuste a partir das leis de Kepler, mostra que a última época de mudança de velocidade foi por volta de 1964. A velocidade absoluta medida por Duquennoy & Mayor foi de aproximadamente 9,6 km/s.

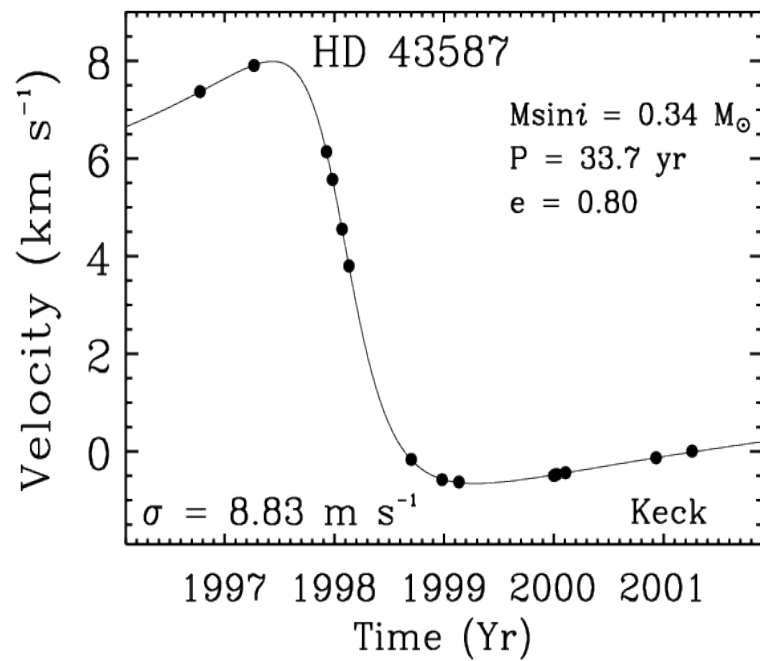


Figura 5.7: Curva de velocidade Doppler para HD 43587 do trabalho de Vogt et al. (2002). A linha sólida é o ajuste realizado a partir das leis de Kepler com um período de 33.7 anos.

Conclusões e perspectivas

A análise da luz proveniente das estrelas é fundamental para a melhor compreensão do comportamento estelar. Então, a atividade magnética da estrela é uma observável importante no processo de investigação dos interiores estelares e suas possíveis implicações nos planetas que possivelmente orbitem a estrela.

Neste trabalho, a partir de dados existentes na literatura foi possível compreender melhor o estado da estrela HD 43587. A hipótese da possível passagem desta estrela pelo estado do mínimo de Maunder, explica o baixo nível de atividade deste objeto ao longo de mais de 50 anos de medidas observacionais da atividade, e também pela não determinação de ciclo de atividade nesta estrela. Tal estado é bastante discutido com relação à quando ocorreu no Sol, não há consenso entre investigadores se tal fase pode ocorrer em outras estrelas.

O estudo da estrela HD 43587 é muito importante haja vista que poucos autores investigaram características de sua atividade magnética no sentido de procurar indícios que confirmassem a existência do período de mínimo de Maunder nesta estrela.

No caso de HD 43587 é importante haver uma melhor caracterização da sua atividade e outros parâmetros tais como a rotação, tendo em vista que os dados observados são insuficientes para determinação de ciclo de atividade e período de rotação. Hoje vivemos na era da observação em alta resolução, a realização de pedido de tempo e observação desta estrela é fundamental para maior entendimento do seu status evolutivo, bem como a possível existência de planetas em sua órbita.

Referências

- Arfken, G.B., Weber, H.J., 2005, *Mathematical methods for physics*, 6th edition, Published: Amsterdam; Boston, Elsevier.
- Auer, L.H., Mihalas, D., 1969, "Non-LTE Model Atmospheres. I. Radiative Equilibrium Models with Lyman-Alpha", *The Astrophysical Journal*, **156**, 157–175.
- Babcock, H.W., 1961, "The Topology of the Sun's Magnetic Field and the 22-Year Cycle", *The Astrophysical Journal*, **133**, 572–589.
- Baliunas, S.L., Jastrow, R., 1990, "Evidence for long-term brightness changes of solar-type stars" *Nature*, **348**, 520.
- Baliunas, S.L., Donahue, R.A., Soon, W.H., Horne, J.H., Frazer, J., Woodard-Eklund, L., Bradford, M., Rao, L.M., Wilson, O.C., Zhang, Q., Bennett, W., Briggs, J., Carroll, S.M., Duncan, D.K., Figueroa, D., Lanning, H.H., Misch, T., Mueller, J., Noyes, R.W., Poppe, D., Porter, A.C., Robinson, C.R., Russell, J., Shelton, J.C., Soyumer, T., Vaughan, A.H., Whitney, J.H., 1995, "Chromospheric variations in main-sequence stars", *The Astrophysical Journal*, **438**, 269–287.
- Balthasar, H., Vazquez, M., & Woehl, H., 1986, "Differential rotation of sunspot groups in the period from 1874 through 1976 and changes of rotation velocity within the solar cycle", *Astronomy & Astrophysics*, **155**, 87–98.
- Baranne, A., Mayor, M., Poncet, J.L., 1979, *Vistas in Astronomy* **23**, 279.
- Bensby, T., Feltzing, S., Lundström, I., 2003, "Elemental abundance trends in the Galactic thin and thick disks as traced by nearby F and G dwarf stars ", *Astronomy & Astrophysics*, **410**, 527.
- Biermann, L., 1948, "On the Cause of Chromospheric Turbulence and UV Excess of Solar Radiation", *Zeitschrift für Astrophysik*, **25**, 161–177.
- Bonanno, A.; Schlattl, H.; Paternò, L., 2002, "The age of the Sun and the relativistic corrections in the EOS", *Astronomy & Astrophysics*, **390**, 1115–1118.
- Boumier, P., Benomar, O., Baudin, F., Verner, G., Appourchaux, T., Lebreton, Y.,

- Gaulme, P., Chaplin, W., García, R. A., Hekker, S., Regulo, C., Salabert, D., Stahn, T., Elsworth, Y., Gizon, L., Hall, M., Mathur, S., Michel, E., Morel, T., Mosser, B., Poretti, E., Rainer, M., Roxburgh, I., do Nascimento, J.-D., Jr., Samadi, R., Auvergne, M., Chaintreuil, S., Baglin, A., Catala, C., 2014, "Seismic analysis of HD 43587Aa, a solar-like oscillator in a multiple system", *Astronomy & Astrophysics*, **564**, A34.
- Cayrel, R., 1963, "On a Purely Radiative Cause of Temperature Rise in a Stellar Atmosphere of Chromospheric Density", *Comptes Rendus de l'Académie des Sciences*, **257**, 3309–3312.
 - Catala, C., Forteveille, T., Lai, O., 2006, "Adaptive Optics Observations of the Binary Star HD 43587", *The Astrophysical Journal*, **132**, 2318.
 - Chen, Y. Q., Nissen, P. E., Zhao, G., Zhang, H. W., Benoni, T., 2000, "Chemical composition of 90 F and G disk dwarfs", *Astronomy & Astrophysics Series*, **141**, 491.
 - Eddy, J. A., 1976, "The Maunder Minimum", *Science*, **192**, 1189.
 - Echer, E., Rigozo, N. R., Nordemann, J. R., Vieira, L. E. A., Prestes, A. & De Farias, H. H., 2003, "Sunspot number, solar activity index", *Revista Brasileira de Ensino de Física*, **25**, 157.
 - Proceedings of "The CoRoT Mission Pre-Launch Status - Stellar Seismology and Planet Finding" (ESA SP-1306). Editors: M. Fridlund, A. Baglin, J. Lochard and L. Conroy. ISBN 92-9092-465-9., *European Space Agency (ESA)*.
 - Donati, J.-F., Cameron, A. C., & Petit, P., 2003, "Temporal fluctuations in the differential rotation of cool active stars", *Monthly Notices of the Royal Astronomical Society*, **345**, 1187.
 - Duncan, D. K., Vaughan, A. H., Wilson, O. C., et al., 1991, "CA II H and K measurements made at Mount Wilson Observatory, 1966-1983", *Astrophysical Journal Series*, **383**, 76.
 - Duquennoy, A., & Mayor, M., 1991, "Multiplicity among solar-type stars in the solar neighbourhood. II - Distribution of the orbital elements in an unbiased sample", *Astronomy & Astrophysics*, **248**, 485.
 - Eberhard, G., & Schwarzschild, K. 1913, "On the reversal of the calcium lines H and K in stellar spectra", *The Astrophysical Journal*, **38**, 292.
 - E. E. Mamajek, A. Prsa, G. Torres, P. Harmanec, M. Asplund, P. D. Bennett, N. Capitaine, J. Christensen-Dalsgaard, E. Depagne, W. M. Folkner, M. Haberreiter, S. Hekker, J. L. Hilton, V. Kostov, D. W. Kurtz, J. Laskar, B. D. Mason, E. F. Milone, M. M. Montgomery, M. T. Richards, J. Schou, S. G. Stewart *IAU 2015 Resolution B3 on Recommended Nominal Conversion Constants for Selected Solar and Planetary Properties* In: XXIXth IAU General Assembly in Honolulu, Hawaii, USA, 2015.
 - Feltzing, S., Gonzalez, G. 2001, "The nature of super-metal-rich stars. Detailed abundance analysis of 8 super-metal-rich star candidates", *Astronomy & Astrophysics*, **367**, 253.
 - Filho, K. S. O. & Saraiva, M. F., 2014, *Astronomia e Astrofísica*, Livraria da Física, São Paulo.

- Flower, P.J., 1996, "Transformations from Theoretical Hertzsprung-Russell Diagrams to Color-Magnitude Diagrams: Effective Temperatures, B-V Colors, and Bolometric Corrections", *Astrophysical Journal*, **469**, 355.
- Galeev, A.I., Bikmaev, I.F., Musaev, F.A., Galazutdinov, G.A., Arep, 2004, "Chemical Composition of 15 Photometric Analogues of the Sun", *Astronomy Reports* **48**, 492.
- Hall, J.C., 2008, "Stellar Chromospheric Activity", *Living Reviews Solar Physics*, **5**, 2.
- Hall, J.C., Henry, G.W., Lockwood, G.W., Skiff, B.A. and Saar, S.H., 2009, "The Activity and Variability of the Sun and Sun-Like Stars. II. Contemporaneous Photometry and Spectroscopy of Bright Solar Analogs", *The Astronomical Journal*, **138**, 312-322.
- Horne, J.H., Baliunas, S.L., 1986, "A prescription for period analysis of unevenly sampled time series", *The Astrophysical Journal*, Part 1, **302**, 757-763.
- Hempelmann, A. 2003, "Wavelet analysis of stellar differential rotation. III. The Sun in white light", *Astronomy & Astrophysics*, **399**, 717.
- Hempelmann A., Mittag M., Gonzalez-Perez, J.N., Schmitt, J.H.M.M., Schröder, K.P. & Rauw, G., 2016, "Measuring rotation periods of solar-like stars using TIGRE. A study of periodic CaII H+K S-index variability", *Astronomy & Astrophysics*, **586A**, 14-14.
- Hoyt, D.V., Schatten, K.H., 1997, *The Role of the Sun in the climate Change*, Oxford University Press, New York.
- Howard, R.F., 1992, "The rotation of active regions with differing magnetic polarity separations", *Solar Physics*, **142**, 233-248.
- Kivelson, M.G., Russell, M.G. & Russell C.T., 1995, *Introduction To Space Physics*, Cambridge University Press, 1995.
- Leighton, R.B., *Astrophysical Journal*, 1969, "A Magneto-Kinematic Model of the Solar Cycle", **156**, 1.
- Morel, T., Rainer, M., Poretti, E., & Boumier, P., 2013, "Abundance study of the two solar-analogue CoRoT targets HD 42618 and HD 43587 from HARPS spectroscopy", *Astronomy & Astrophysics*, **552**, A42.
- Pasquini, L., De Medeiros, J.R., & Girardi, L., 2000, "Ca II activity and rotation in F-K evolved stars", *Astronomy & Astrophysics*, **361**, 1011.
- Pasquini, L., Liu, Q., & Pallavicini, R., 1994, "Lithium abundances of nearby solar-like stars", *Astronomy & Astrophysics*, **287**, 191.
- Pérez-Martínez, M.I., Schröder, K.-P. & Cuntz, M., 2011, "The basal chromospheric Mg II h+k flux of evolved stars: probing the energy dissipation of giant chromospheres", *Monthly Notices of the Royal Astronomical Society*, **414**, 418.
- Pravdo, S.H., Shaklan, S.B., Wiktorowicz, S.J., Kulkarni, S., Lloyd, J.P., Martinache, F., Tuthill, P.G., Ireland, M.J., 2006, "Masses of Astrometrically Discovered and Imaged Binaries: G78-28AB and GJ 231.1BC", *The Astrophysical Journal*, **649**, 389-398.
- Reddy, B.E., Tomkin, J., Lambert, D.L., & Allende Prieto, C., 2003, "The chemical compositions of Galactic disc F and G dwarfs", *Monthly Notices of the Royal Astronomi-*

cal Society, **340**, 304.

- Rigozo, N.R., Echer, E., Vieira, L.E.A. & Nordemann, D.J.R., 2001, "Reconstruction of Wolf Sunspot Numbers on the Basis of Spectral Characteristics and Estimates of Associated Radio Flux and Solar Wind Parameters for the Last Millennium", *Solar Physics*, **203**, 179.
- Rutten, R.G.M., 1987, "Magnetic structure in cool stars. XII - Chromospheric activity and rotation of giants and dwarfs", *Astronomy & Astrophysics*, **177**, 131.
- Scargle, J.D., 1982, "Studies in astronomical time series analysis. II - Statistical aspects of spectral analysis of unevenly spaced data", *The Astrophysical Journal*, Part 1, **v.263**, 835-853.
- Schrijver, C.J., 1987, "Magnetic structure in cool stars. XI - Relations between radiative fluxes measuring stellar activity, and evidence for two components in stellar chromospheres", *Astronomy & Astrophysics*, **177**, 131.
- Schrijver, C.J., Dobson, A.K. & Radick, R.R., 1989, "The magnetic, basal, and radiative-equilibrium components in Mount Wilson CA II H + K fluxes", *The Astrophysical Journal*, **341**, 1035.
- Schrijver, C.J., Dobson, A.K. & Radick, R.R., 1992, "Nearly simultaneous observations of chromospheric and coronal radiative losses of cool stars", *Astronomy & Astrophysics*, **258**, 432.
- Schröder, K.-P., Mittag, M., Pérez Martínez, M.I., Cuntz, M., & Schmitt, H.M.M., 2012, "Basal chromospheric flux and Maunder Minimum-type stars: the quiet-Sun chromosphere as a universal phenomenon", *Astronomy & Astrophysics*, **540**, A130.
- Silva, A.V.R., 2006, *Nossa Estrela: O Sol*. 1a edição, Editora Livraria da Física, Sociedade Brasileira de Física, São Paulo.
- Smith, M.A., Gray, D.F., 1976, "Fourier analysis of spectral line profiles - A new tool for an old art", *Astronomical Society of the Pacific*, **88**, 809.
- Soon, W.W.H. & Yaskell, S.H., 2003, *The Maunder Minimum and the Variable Sun-Earth Connection*, World Scientific Publishing, Singapore.
- Strassmeier, K.G., Handler, G., Pauzen, E., & Rauth, M., 1994, "Chromospheric activity in G and K giants and their rotation-activity relation", *Astronomy & Astrophysics*, **281**, 855.
- Stuiver, M. & Quay, P.D., 1980, "Changes in atmospheric Carbon-14 attributed to a variable sun", *Science*, **207**, 11.
- Skumanich, A., 1970, "On the Existence of a Purely Radiative Temperature Rise in the Solar Chromosphere", *The Astrophysical Journal*, **159**, 1077-1078.
- Schwarzschild, M., 1948, "On Noise Arising from the Solar Granulation", *The Astrophysical Journal*, 107, 1-5.
- Torres, G., 2010, "On the Use of Empirical Bolometric Corrections for Stars", *The Astrophysical Journal*, **140**, 1158.

- Vogt, S.S., Butler, R.P., Marcy, G.W., Fischer, D.A., Pourbaix, D., Apps, K., & Laughlin, G., 2002, "Ten Low-Mass Companions from the Keck Precision Velocity Survey", *The Astrophysical Journal*, **568**, 352-362.
- Weiss, N.O., Thomas, J.H., 2008, *Sunspots & Starspots*, Cambridge University Press.

Apêndice A - Todas as medidas do $\langle S \rangle$
para HD 43587

Tabela 7.1: Todas as medidas do $\langle S \rangle$ para HD 43587

$\langle S \rangle$	σ	Data[A.M.D.]	Referência
0.1710	0.0033	1967-02-28	Duncan et al. (1991)
0.1612	0.0032	1969-03-06	Duncan et al. (1991)
0.1590	0.0000	1968-02-10	Duncan et al. (1991)
0.1614	0.0046	1970-03-20	Duncan et al. (1991)
0.1596	0.0030	1971-03-18	Duncan et al. (1991)
0.1593	0.0046	1972-03-25	Duncan et al. (1991)
0.1582	0.0027	1973-02-13	Duncan et al. (1991)
0.1577	0.0056	1974-03-04	Duncan et al. (1991)
0.1572	0.0047	1975-02-27	Duncan et al. (1991)
0.1584	0.0041	1976-03-14	Duncan et al. (1991)
0.1556	0.0030	1977-04-05	Duncan et al. (1991)
0.1555	0.0076	1978-02-03	Duncan et al. (1991)
0.1558	0.0037	1979-01-25	Duncan et al. (1991)
0.1507	0.0084	1980-02-08	Duncan et al. (1991)
0.1495	0.0024	1981-03-18	Duncan et al. (1991)
0.1504	0.0045	1982-02-26	Duncan et al. (1991)
0.1538	0.0051	1983-04-15	Duncan et al. (1991)
0.161	...	1993-07-05	Hall et al. (2009)
0.148	...	1994-07-05	Hall et al. (2009)
0.167	...	1995-07-05	Hall et al. (2009)
0.158	...	1996-07-05	Hall et al. (2009)
0.158	...	1997-01-01	Hall et al. (2009)
0.160	...	1997-07-05	Hall et al. (2009)
0.160	...	1998-01-01	Hall et al. (2009)
0.166	...	1998-07-05	Hall et al. (2009)
0.166	...	1999-01-01	Hall et al. (2009)
0.167	...	1999-07-05	Hall et al. (2009)
0.167	...	2000-01-01	Hall et al. (2009)
0.176	...	2000-07-05	Hall et al. (2009)
0.176	...	2001-01-01	Hall et al. (2009)
0.168	...	2001-07-05	Hall et al. (2009)
0.168	...	2002-01-01	Hall et al. (2009)
0.175	...	2002-07-05	Hall et al. (2009)
0.175	...	2003-01-01	Hall et al. (2009)
0.173	...	2003-01-01	Hall et al. (2009)
0.173	...	2003-07-05	Hall et al. (2009)
0.167	...	2004-07-05	Hall et al. (2009)
0.167	...	2005-01-01	Hall et al. (2009)
0.165	...	2005-07-05	Hall et al. (2009)
0.165	...	2005-10-25	Hall et al. (2009)
0.163	...	2006-07-05	Hall et al. (2009)
0.163	...	2007-01-01	Hall et al. (2009)
0.159	...	2007-07-05	Hall et al. (2009)
0.159	...	2008-01-01	Hall et al. (2009)
0.156	...	2008-07-05	Hall et al. (2009)
0.153	...	2013-04-28	Hempelmann et al. (2016)
0.159	...	2013-09-28	Hempelmann et al. (2016)
0.156	...	2013-10-03	Hempelmann et al. (2016)
0.152	...	2013-10-13	Hempelmann et al. (2016)
0.156	...	2013-10-18	Hempelmann et al. (2016)
0.154	...	2013-10-23	Hempelmann et al. (2016)
0.157	...	2013-12-12	Hempelmann et al. (2016)
0.156	...	2013-12-17	Hempelmann et al. (2016)
0.156	...	2013-12-22	Hempelmann et al. (2016)
0.157	...	2013-12-27	Hempelmann et al. (2016)
0.156	...	2014-01-06	Hempelmann et al. (2016)
0.156	...	2014-01-11	Hempelmann et al. (2016)
0.157	...	2014-01-16	Hempelmann et al. (2016)
0.160	...	2014-01-18	Hempelmann et al. (2016)
0.154	...	2014-01-26	Hempelmann et al. (2016)
0.155	...	2014-01-28	Hempelmann et al. (2016)
0.155	...	2014-01-31	Hempelmann et al. (2016)
0.152	...	2014-02-15	Hempelmann et al. (2016)
0.156	...	2014-02-20	Hempelmann et al. (2016)
0.157	...	2014-02-25	Hempelmann et al. (2016)

Apêndice B - Todas as medidas de velocidade radial para HD 43587

Julian Days (-245000000)	Velocidade Radial [ms^{-1}]	σ
366.1316	5052.2	3.2
545.7812	5586.7	4.5
787.0277	3819.9	3.7
807.0639	3252.6	3.4
838.9376	2236.4	3.6
861.7638	1481.6	3.7
1069.0974	-2481.5	4.0
1171.8867	-2895.6	4.4
1227.8236	-2943.0	5.1
1544.0042	-2810.6	3.9
1552.9211	-2788.6	3.9
1582.8475	-2752.9	4.3
1884.0956	-2446.7	4.5
2003.7636	-2310.7	6.3

Tabela 7.2: *Velocidades para HD 43587 medidas através de espectroscopia no Observatório Keck. Quatorze medidas foram realizadas no Keck entre outubro de 1996 e abril de 2001.*

Apêndice C - A estrutura do Sol

Basicamente, o Sol é uma enorme esfera de gás incandescente de segunda geração, isto é formou-se a partir da agregação de matéria numa nuvem de gás e poeira resultante da morte de uma outra estrela mais velha. Tal conclusão é justificada pela presença de elementos mais pesados que o hidrogênio e o hélio em seu espectro. No seu centro, a pressão e temperatura atingem valores tais que permanentemente se processam reações nucleares, a partir das quais se produz toda a energia que dele é irradiada. Estas reações que ocorrem no núcleo do Sol - reações de fusão de núcleos de átomos leves (hidrogênio transformando-os em átomos de hélio) - só são possíveis dadas as elevadas temperaturas e pressões lá existentes, da ordem, respectivamente, de $1,5 \times 10^7$ K e de $2,50 \times 10^{11}$ atms. A compressão dos gases no núcleo atinge uma densidade 150 vezes superior à da água.

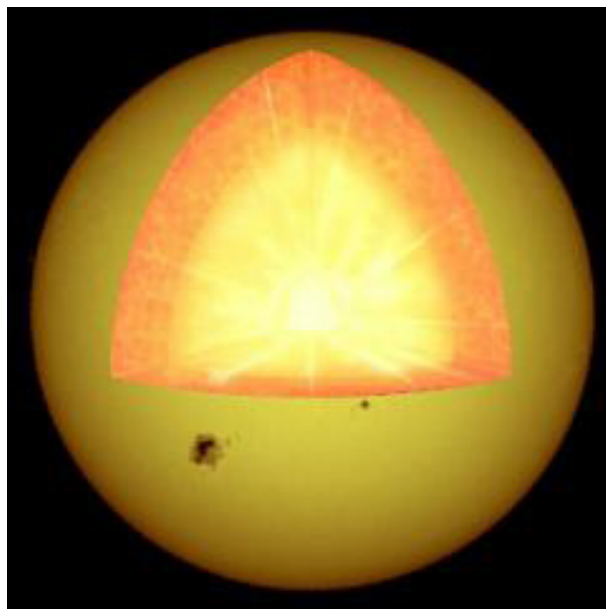


Figura 7.1: *No centro do Sol, a pressão e a temperatura atingem valores que permitem a fusão do hidrogênio em hélio, produzindo a energia que irradia.*

Toda a energia é assim produzida no que é chamado de núcleo, onde, a cada segundo, cerca de 700 milhões de toneladas de hidrogênio são convertidas em aproximadamente 695 milhões de toneladas de hélio, além de $3,8 \times 10^{23}$ W na forma de raios gama. À medida que

se desloca em direção à superfície, esta energia é continuamente absorvida e novamente irradiada a temperaturas cada vez mais baixas, de modo que, ao atingir a superfície do astro, ela é basicamente luz visível.

Este fluxo de energia do centro para o exterior (de zonas mais quentes para zonas mais frias) é feito em grande parte por radiação, transporte por fótons, excepto no últimos 30 % do caminho para a superfície, onde se processa essencialmente por convecção.

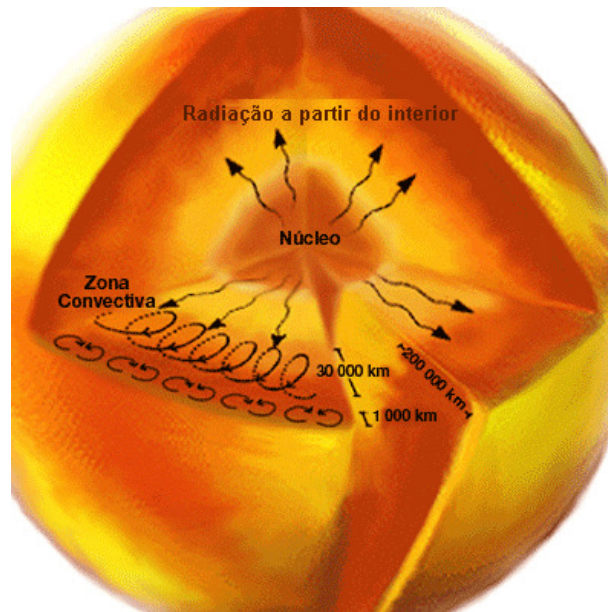


Figura 7.2: No Sol, o transporte de energia faz-se por radiação (desde o centro até cerca de 200 mil quilômetros da superfície) e por convecção (nas camadas superiores). A energia que é liberada no interior do Sol é, na proporção de 98 %, importada pelos fótons gama, o resto é transmitido pelos neutrinos. A radiação visível do Sol, que nos provém da fotosfera, é constituída por fótons que emitidos sob a forma de radiação gama no centro da estrela, levam vários milhões de anos para atingir a superfície, perdendo a pouco e pouco a sua energia em cada difusão. Em contrapartida, os neutrinos atravessam o Sol sem dificuldade, em apenas dois segundos.

A produção e transporte desta energia até à superfície encontra-se associada a um gradiente de pressão, diminuindo do interior para o exterior, capaz de contrariar a força da gravidade e manter o Sol em equilíbrio.

$$\frac{dP}{dr} = -\rho \frac{GM}{r^2} \quad (7.1)$$

A estrutura do Sol pode ser dividida entre o interior Solar, que é a parte mais profunda, onde ocorre a produção de energia e onde ela começa a se propagar através das zonas radiativa e convectiva.

Também há a parte mais externa, chamada de superfície, que é a parte mais observada diretamente. Abaixo será detalhada de forma breve a estrutura do Sol.

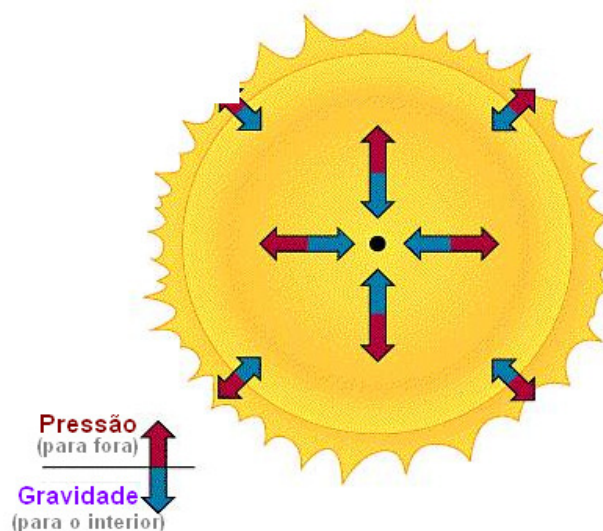


Figura 7.3: O gradiente de pressão, de dentro para fora, contraria a força da gravidade, mantendo o Sol em equilíbrio hidrostático.

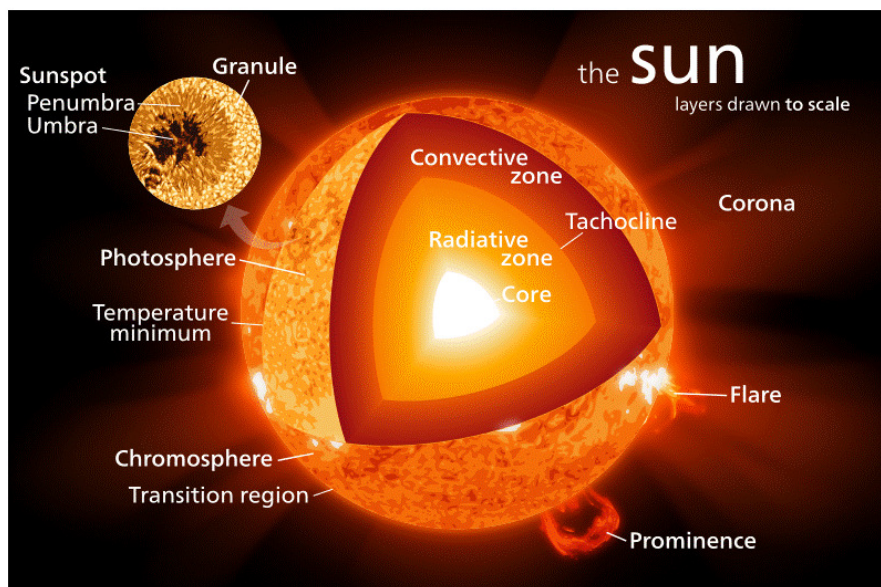


Figura 7.4: A estrutura solar consiste no interior (núcleo, zona radiativa, camada de interface, zona convectiva) e superfície (fotosfera, e a atmosfera formada por cromosfera e coroa). Fonte: SOHO (ESA-NASA)

O interior do Sol

O interior solar é dividido em quatro regiões devido aos diferentes processos que ocorrem em cada uma delas.

A energia é gerada no Núcleo (aproximadamente 25%). Esta energia é difundida na direção radial e para fora por radiação (em sua maioria em raios-gama e raios-x) através da zona radiativa e por um fluxo de fluidos convectivos (movimento de ebulição) através

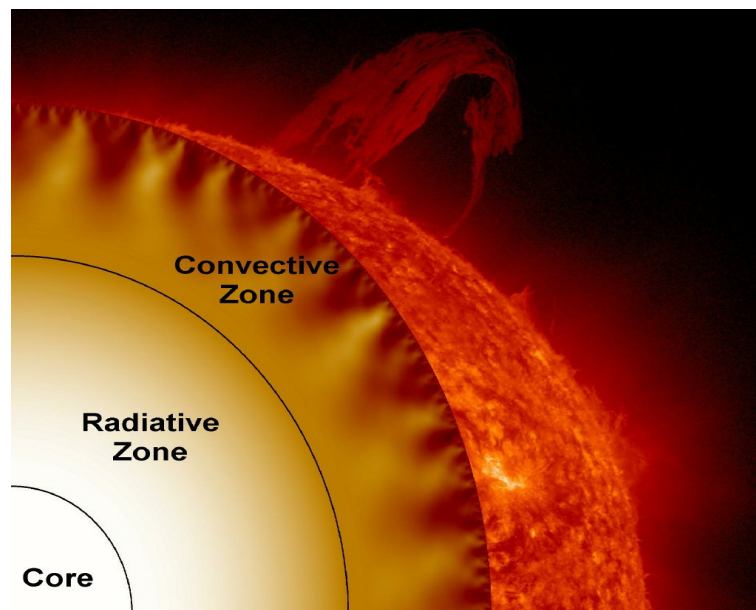


Figura 7.5: O interior do Sol, dividido em Núcleo (Core), Zona Radiativa (Radiative Zone) e Zona Convectiva (Convective Zone). Fonte: Marshall Space Flight Center - NASA

da zona convectiva (aproximadamente 30%). A camada de fina interface entre a zona radiativa e a zona convectiva é onde o campo magnético do Sol supostamente é gerado.

O núcleo solar

é a região central onde ocorrem as reações nucleares que consomem o hidrogênio, gerando hélio. Estas reações liberam a energia que em última análise deixa a superfície solar, na forma de luz. Estas reações são altamente sensíveis a temperatura e densidade.

Basicamente, os núcleos individuais de hidrogênio devem colidir com uma energia suficiente para haver uma probabilidade razoável de vencer a força elétrica repulsiva entre duas cargas elétricas positivas.

A temperatura no centro do Sol é algo em torno de 15 milhões de Kelvins, com densidade de 150 g/cm^3 (evidentemente muito mais denso que o ouro, $19,3 \text{ g/cm}^3$ ou chumbo, $11,3 \text{ g/cm}^3$). Tanto a temperatura como a densidade diminuem a medida que se afasta do núcleo, seguindo a direção radial.

A chamada queima nuclear praticamente não ocorre fora da borda exterior do núcleo (aproximadamente 175 mil quilômetros do centro do Sol). Neste ponto a temperatura é metade do que é no centro e a densidade cai para 20 g/cm^3 .

Em estrelas como o Sol, a queima nuclear ocorre em três etapas. Juntas são chamadas de cadeia próton-próton, ou cadeia pp.

No processo de fusão do hidrogênio para formar hélio, as reações nucleares produzem uma partícula chamada neutrino. Essa partícula praticamente não interage com as camadas interiores do Sol e segue na direção radial da estrela, no sentido para fora do núcleo

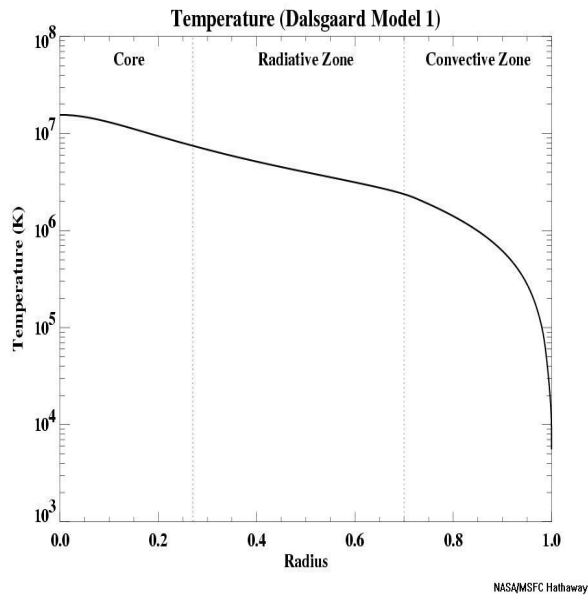


Figura 7.6: *Temperatura no interior do Sol. Fonte: Marshall Space Flight Center - NASA*

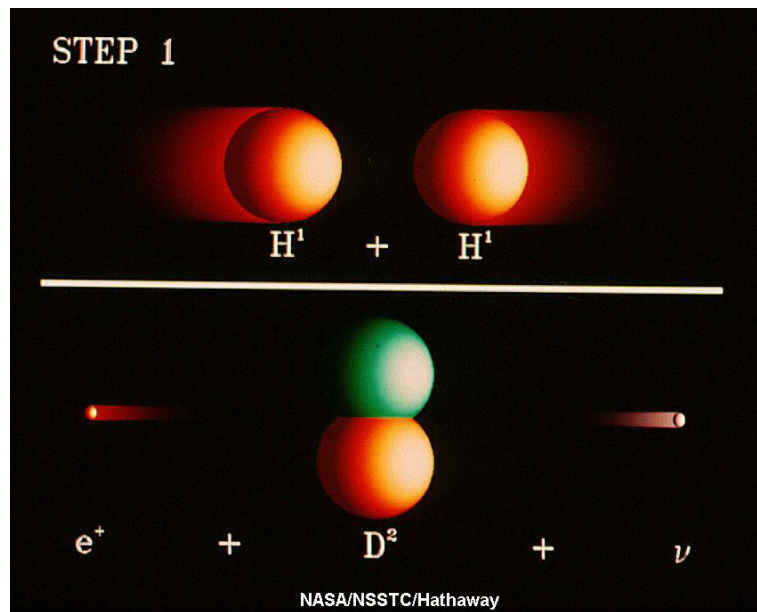


Figura 7.7: *Primeira etapa da cadeia pp: dois prótons colidem formando deutério, um positron e um neutrino.*

do Sol.

A chamada queima nuclear praticamente não ocorre fora da borda exterior do núcleo (aproximadamente 175 mil quilômetros do centro do Sol). Neste ponto a temperatura é metade em relação à existente no centro e a densidade cai para 20 g/cm^3 .

O neutrino, atualmente, pode ser detectado em alguns laboratórios aqui na Terra. Contudo o número de neutrinos que são detectados é apenas uma fração do número de neutrinos que são teoricamente previstos. Esse problema da emissão de neutrinos é um dos grandes problemas atuais da astronomia solar.

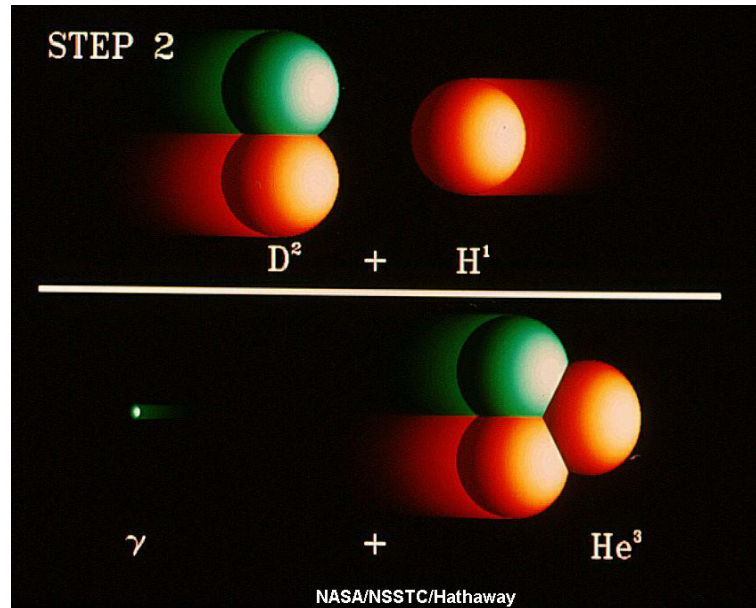


Figura 7.8: Segunda etapa da cadeia pp: um próton colide com um deutério formando um átomo de hélio-3 e um raio-gama.

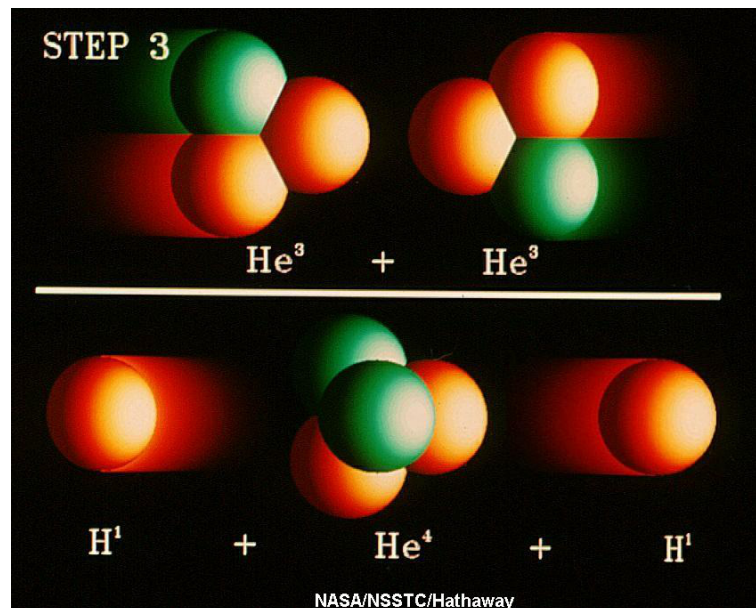


Figura 7.9: Terceira etapa da cadeia pp: dois átomos de hélio-3 formando um hélio-4 e lançando dois prótons.

A zona radiativa do Sol

se estende para fora da borda externa do núcleo solar até a camada de interface na base da zona convectiva (de 25% da distância do núcleo até superfície para 70% da distância do núcleo até a superfície, ou seja de 25% até 70% do raio do Sol).

A zona radiativa é caracterizada pelo método de transporte de energia, a radiação. A energia gerada no núcleo é carregada por fótons de luz que se alterna de partícula para partícula através da zona radiativa.

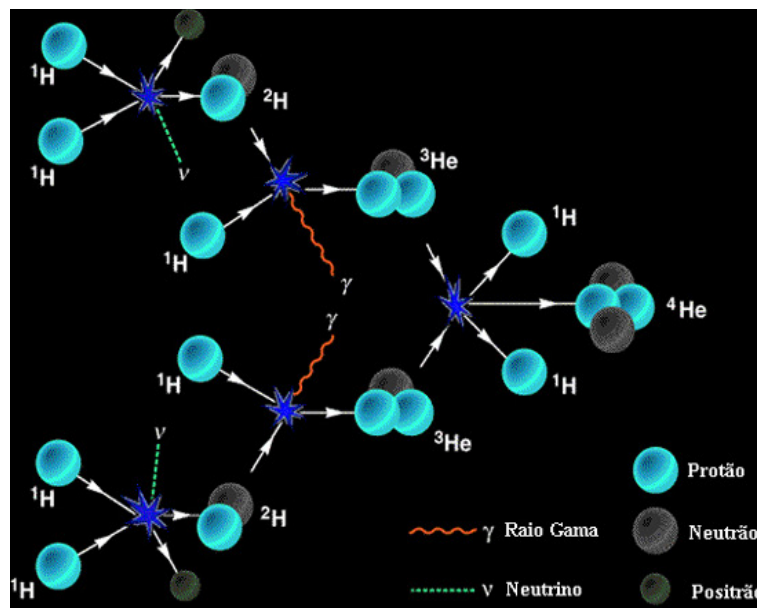


Figura 7.10: Esquema resumido da cadeia pp no interior do Sol

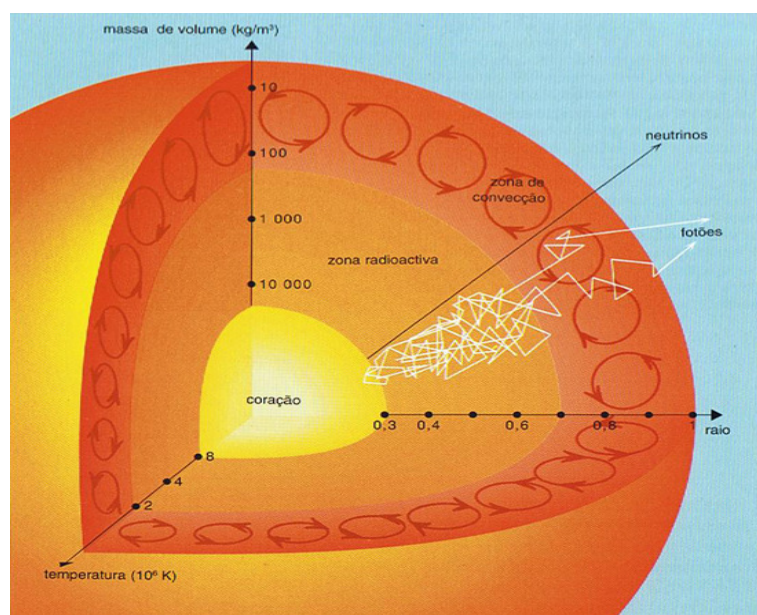


Figura 7.11: No Sol, as reações responsáveis pela produção de energia ocorrem no núcleo e o transporte de energia faz-se por radiação (desde o centro até cerca de 200 mil quilômetros da superfície) e por convecção (nas camadas superiores).

Apesar dessa viagem dos fótons ser realizada à velocidade da luz, eles colidem com as partículas tantas vezes através desta densa camada, que um único fóton leva aproximadamente 1 milhão de anos para alcançar a camada de interface na base da zona convectiva.

Nesta região, a densidade cai de 20 g/cm^3 (fim do núcleo solar) para apenas $0,2 \text{ g/cm}^3$ (menor que a densidade da água) a partir do início até o topo da zona radiativa. A temperatura cai de aproximadamente 7 milhões de Kelvins para em torno de 2 milhões

de kelvins.

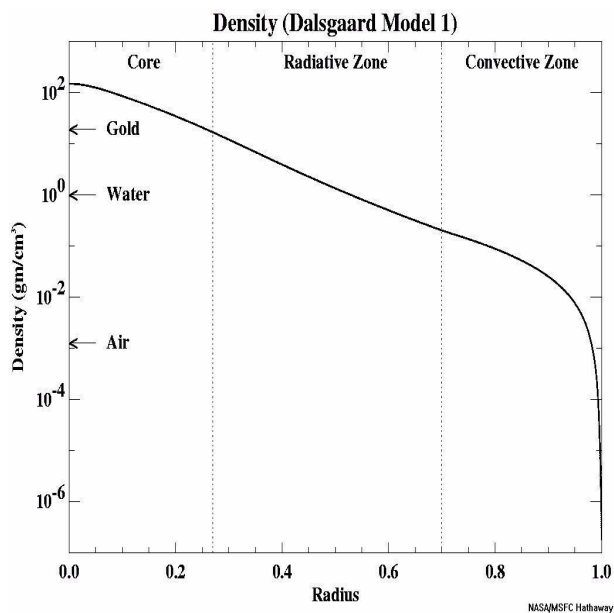


Figura 7.12: Densidade no interior do Sol. Fonte: Marshall Space Flight Center - NASA

A camada de interface

está localizada entre a zona radiativa e a zona convectiva do Sol. Os movimentos de fluidos encontrados na zona convectiva desaparecem lentamente do topo desta para sua parte inferior até a região de interface, onde as condições correspondem à uma zona radiativa calma. Esta fina camada se tornou-se mais interessante nos últimos anos com as recentes descobertas sobre ela.

Os astrônomos agora acreditam que o campo magnético do Sol é gerado pelo chamado dínamo magnético nesta camada. As mudanças na velocidade de fluxo do fluido através da camada (fluxos de cisalhamento) podem alongar as linhas de força do campo magnético e torná-las mais fortes. Também parece haver supostas mudanças na composição química desta camada devido as variações de fluxo.

A zona convectiva do Sol

é a camada mais externa do interior solar. Se estendendo desde a profundidade de 200.000 Km (base) a partir do centro da estrela até a superfície visível (topo). Na base da zona convectiva a temperatura é aproximadamente 2 milhões de Kelvins. Isto é "frio" o suficiente para íons pesados (tais como carbono, nitrogênio, oxigênio, cálcio e ferro) segurarem alguns de seus elétrons.

Isto torna o material mais opaco, de forma que é mais difícil a radiação passar. Isto prende o calor, fazendo com que o fluido instável comece a "fervor", assim ocorrendo a convecção.

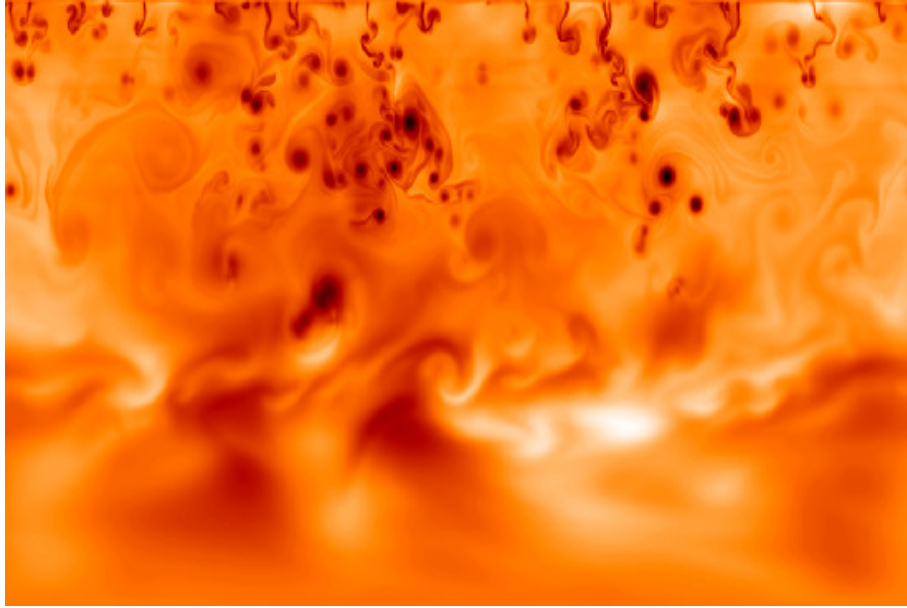


Figura 7.13: *A figura mostra as flutuações de temperatura num camada de gás turbulento e instável (metade superior) em convecção com uma camada de gás mais estável (metade inferior). (Fonte: Andrea Malagoli, University of Chicago)*

Essa convecção ocorre quando o gradiente de temperatura (a taxa na qual a temperatura cai com o aumento do raio) torna-se maior que o gradiente adiabático (taxa na qual a temperatura cairia se um elemento de volume fosse movido para uma região mais elevada, mas sem aumento de calor).

Onde tal fenômeno ocorre, um elemento de volume de material movido para cima será mais quente do que seu entorno e vai continuar a aumentar a temperatura ainda mais. Estes movimentos convectivos transportam o calor muito rapidamente até à superfície.

O fluido expande-se e arrefece à medida que sobe na direção radial e no sentido do núcleo para fora. Na superfície visível a temperatura cai para 5.700 K e a densidade é de apenas $0,0000002 \text{ g/cm}^3$ (cerca de $1/10000$ a densidade do ar ao nível do mar). Os próprios movimentos convectivos são visíveis na superfície na forma de grânulos e supergrânulos.

A superfície do Sol

O Sol é um corpo gasoso carregado eletricamente, haja vista que possui campo magnético, sendo assim um fluido plasmático. A observação em luz monocromática, isto é, a observação de um único comprimento de onda da radiação recebida sobre a Terra, mostra que o disco solar é limitado por uma orla extremamente nítida e fina (da ordem das centenas de quilômetros), correspondente a uma verdadeira descontinuidade em seu brilho. Esta camada superficial, de onde provém a quase totalidade da luz emitida pelo Sol, é chamada de fotosfera e tem uma temperatura aproximada de 5800 K (na região mais externa).

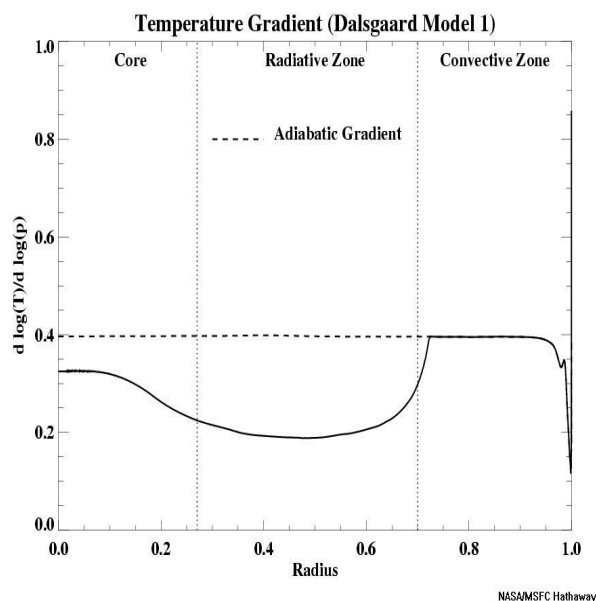


Figura 7.14: *Gradiente de temperatura no interior do Sol. Fonte: Marshall Space Flight Center - NASA*

Acima da fotosfera encontra-se uma camada com cerca de 2000 Km de espessura, denominada cromosfera, onde se pode verificar um novo aumento da temperatura. Em seguida, estende-se a coroa solar, halo de luz branca visível a olho nu no momento dos eclipses totais, até cerca de três milhões de quilômetros e onde a temperatura atinge valores superiores a um milhão de Kelvins. Todas estas regiões juntas formam o que se chama de superfície do Sol.

Como é evidente nas imagens do Sol, existe um conjunto variado de estruturas que podem ser identificadas nas camadas acima da superfície. A forma e característica destas estruturas podem variar muito, bem como o seu número, dependendo do nível de atividade do Sol. Este tipo de fenômenos estão normalmente associados ao campo magnético na superfície do Sol, e à interligação deste com a convecção e rotação diferencial. Alguns deles, como a granulação e supergranulação, são manifestações na fotosfera da convecção que se desenvolve no interior, enquanto que outros, como as manchas solares, flares e proeminências, se localizam mais acima, estando fortemente ligados à presença de campos magnéticos.

É na coroa que tem origem o vento solar, uma corrente de baixa densidade de partículas carregadas (a maioria elétrons e prótons), que se propaga através do sistema solar a cerca de 450 km/s. A intensidade e velocidade do vento solar estão fortemente relacionados com os níveis de atividade solar, podendo ter efeitos dramáticos no nosso planeta, que vão desde interferências nas transmissões de rádio ao fenômeno das auroras boreais. A presença do vento solar é ainda bastante visível no efeito que provoca nas caudas de íons dos cometas e nas trajetórias das sondas espaciais.

O campo magnético do Sol é muito forte (a julgar pelos padrões terrestres) e bastante

complexo. A sua magnetosfera (também conhecida como heliosfera) estende-se para além de Plutão.

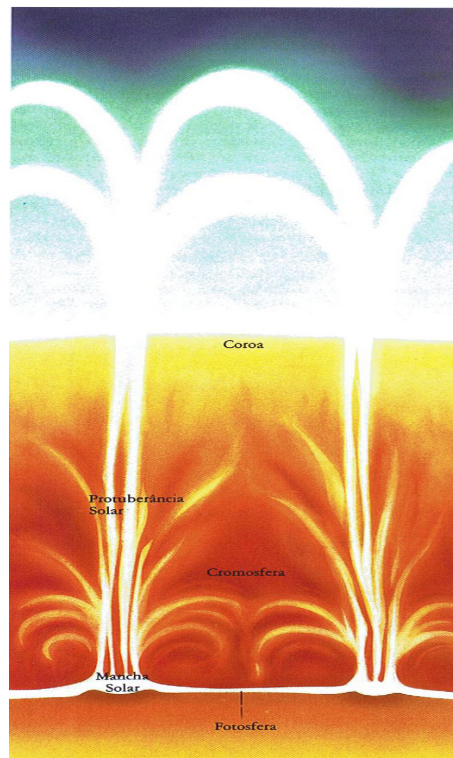


Figura 7.15: A fotosfera, camada turbulenta da superfície do Sol, apresenta-se tão brilhante que é a única parte normalmente visível. Tem diversas características a ela associadas, nomeadamente manchas e erupções. Imediatamente a seguir à fotosfera, encontram-se a cromosfera, uma vasta região de vários milhares de quilômetros de espessura e, para além desta, separadas por uma estreita zona de transição, encontra-se a coroa, a atmosfera exterior do Sol.

A fotosfera

é a superfície visível do Sol que é mais familiar para quem observa a olho nu da Terra. Como o Sol não é um corpo gasoso, logo esta camada não é sólida. Possui espessura de aproximadamente 100 Km (que é muito pequena se comparada com o raio do Sol, que é cerca de 700.000 Km). Podendo também serem visíveis regiões um pouco mais quentes e mais brilhantes.

Uma fotografia em luz branca faz aparecer o Sol sob o aspecto de um disco circular, com os contornos definidos, cujo brilho é ligeiramente mais elevado no centro do que nas bordas. Uma imagem como esta é fácil de interpretar: à medida que a radiação se distancia das regiões centrais, onde é produzida, as camadas atravessadas tornam-se cada vez mais frias e cada vez menos densas; chega uma altura em que a opacidade da matéria é de tal maneira fraca que a radiação pode sair livremente para o espaço interestelar; neste nível, o Sol conserva a imagem da última camada que emitiu. A camada responsável pela

maior parte da radiação visível chama-se fotosfera, devido à sua aparência brilhante e quase esférica.

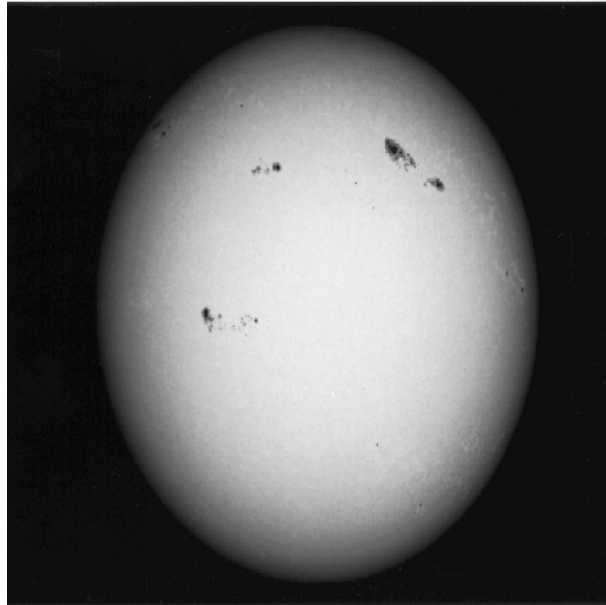


Figura 7.16: Nesta fotografia do Sol em luz branca, é possível observar claramente a diferença de brilho entre o centro e as orlas. Fonte: SOHO (ESA-NASA)

Um número de características pode ser observado na fotosfera com um telescópio simples (juntamente com um bom filtro para reduzir a intensidade da luz do sol a níveis observáveis com segurança). Esses recursos incluem as manchas solares mais escuras, fáculas brilhantes, e grânulos. Também é possível medir o fluxo de material na fotosfera utilizando o efeito Doppler.

O escurecimento centro-borda do disco solar, também designado por "escurecimento do limbo", é uma prova da diminuição da temperatura em direção ao exterior da fotosfera. Com efeito, os raios luminosos que recebemos, provenientes da borda externa do disco, atravessam as camadas da atmosfera solar sobre uma incidência oblíqua. Conseqüentemente, são mais absorvidas do que aqueles que provêm do centro do disco, dando-nos a imagem de camadas mais superficiais. O fato da borda externa do disco se mostrar menos brilhante que o centro prova que as regiões superficiais da fotosfera são menos quentes que as regiões profundas. Ou seja, quando olhamos para o centro do disco, observamos zonas mais profundas com temperaturas da ordem de 4500 K, enquanto que perto da borda vemos as camadas mais superficiais, que têm temperaturas mais baixas, cerca de 6000 K.

O estudo comparado do centro e da borda do disco, associado à análise espectral da radiação, fornece indicações acerca da estratificação da atmosfera solar, em altitude. O espectro da fotosfera ultrapassa o domínio visível, por um lado, em direção ao ultravioleta próximo (até cerca de 200 nm), por outro, em direção ao infravermelho (até cerca de 100 μm).

Caracteriza-se por um fundo contínuo sobre o qual se encontram sobrepostas inúmeras

faixas escuras chamadas linhas de Fraunhofer. Essas linhas correspondem aos comprimentos de onda dos fótons absorvidos pela matéria, no seu percurso pela atmosfera solar em direção ao meio interestelar.

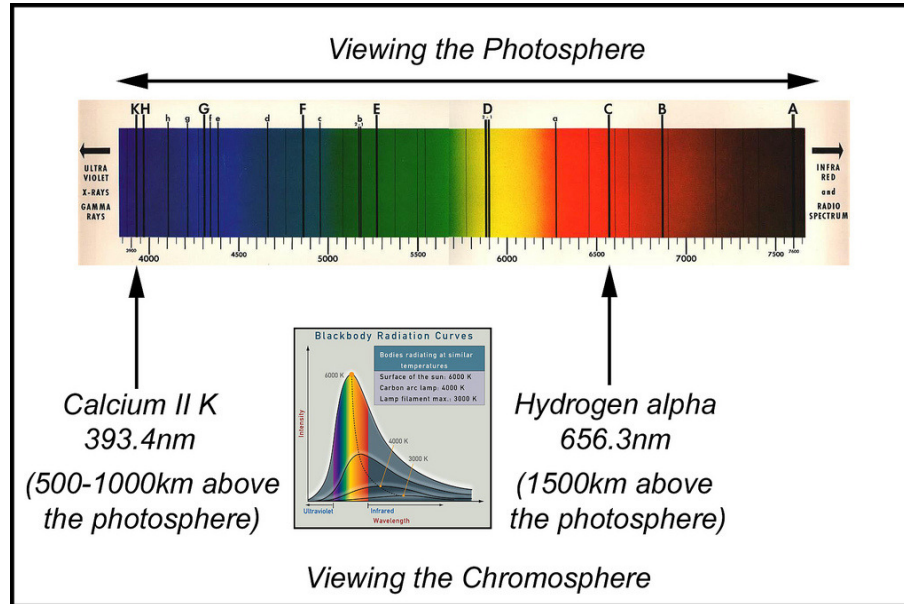


Figura 7.17: Sobre um fundo contínuo, observam-se inúmeras faixas correspondentes aos fótons absorvidos pela matéria constituinte da atmosfera solar.

Assim, as faixas espectrais constituem o indicador das condições físicas da matéria: cada uma delas tem por responsável um elemento particular do fluido solar e informa acerca da abundância deste elemento, determinando-se, desta forma, a composição química do meio; a largura e a forma do perfil vertical das faixas podem ser associados à temperatura, à pressão e aos movimentos turbulentos.

A temperatura efetiva de uma estrela é a temperatura de um corpo negro de mesma luminosidade por área de superfície (fluxo bolométrico) que a do corpo celeste em questão, de acordo com a Lei de Stefan-Boltzmann.

$$\mathcal{F}_{bol} = \sigma T_{eff}^4 \quad (7.2)$$

Para calcular a luminosidade da estrela, que é a energia emitida por unidade de tempo em todas as frequências e direções. A luminosidade está diretamente relacionada com o fluxo bolométrico, que é o fluxo integrado em todo o espectro que é emitido pela estrela.

$$L = 4\pi R^2 \mathcal{F}_{bol} \quad (7.3)$$

O espectro da radiação emitida é caracterizado por uma temperatura de cor, ou seja, apresenta uma curva com um máximo de emissão para um determinado valor de comprimento de onda, que corresponde ao valor típico desta temperatura para a zona de emissão. Como uma estrela se comporta, em termos de emissão, como um corpo negro,

esta temperatura é de fato similar à temperatura efetiva.

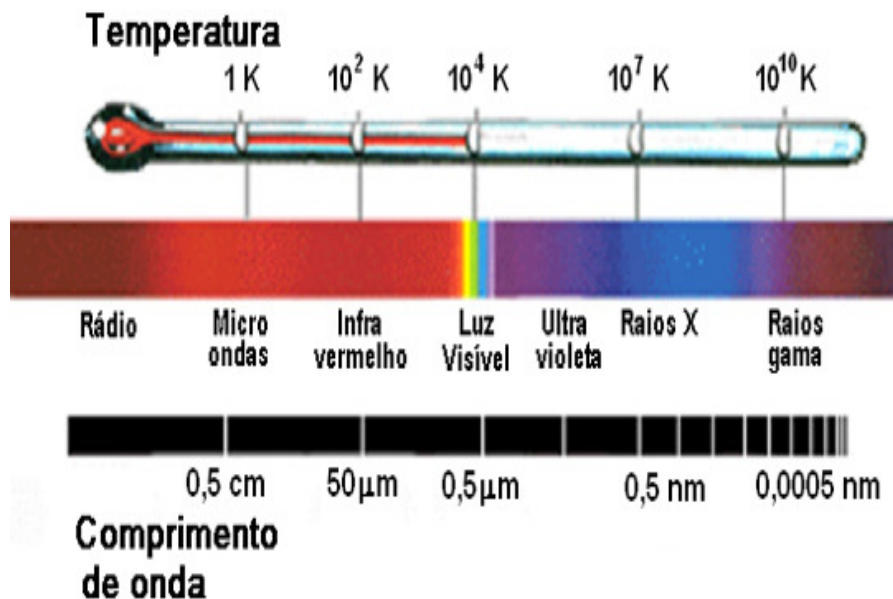


Figura 7.18: O comprimento de onda da radiação à qual corresponde o máximo de emissão é característico da temperatura da zona de emissão.

O período de rotação do Sol é cerca de 27 dias. Esta rotação foi detectada pela primeira vez através da observação do movimento das manchas solares na fotosfera. O eixo de rotação do Sol é inclinado em cerca de $7,15^\circ$ a partir do eixo da órbita da Terra, de modo que vamos ver mais do polo norte do Sol no mês de setembro de cada ano e mais de seu polo sul no mês de março.

Haja vista que o Sol é uma esfera de gás, que possui velocidade de rotação menor que os planetas rochosos e satélites (Terra, Lua e etc). Na verdade, as regiões equatoriais o Sol giram mais rápido (período aproximadamente de 24 dias) do que as regiões polares (que rotacionam uma vez em aproximadamente 30 dias). A fonte dessa "rotação diferencial" é uma área de pesquisa atual em astronomia solar.

Toda a superfície do Sol parece composta de grânulos, de um tamanho de mil a dois mil quilômetros, movimentados a velocidades ascendentes da ordem de um quilometro por segundo no centro e cuja duração de vida é de uma dezena de minutos. Esta granulação é o afloramento, na fotosfera, dos movimentos da zona de convecção subjacente, compreendendo zonas mais claras que correspondem a temperaturas mais elevadas.

A granulação não é o único fenômeno produzido pela penetração dos movimentos de convecção na fotosfera. Distinguem-se, de igual modo, células de grande dimensão de mesogranulação (de 5 mil a 10 mil quilômetros) e de supergranulação (cerca de 30 mil quilômetros).

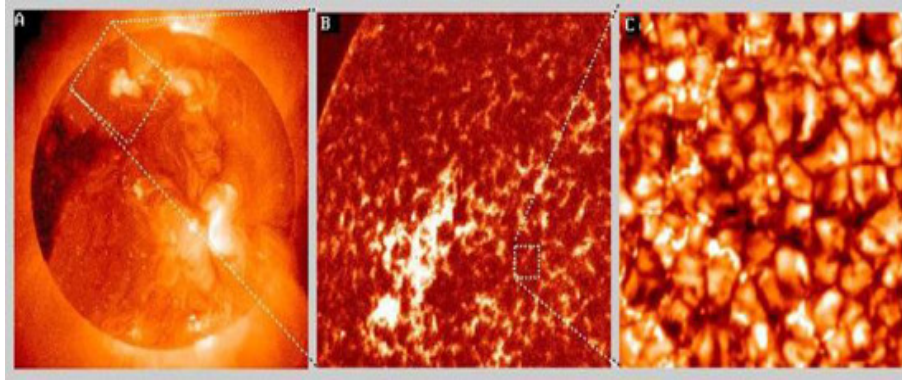


Figura 7.19: A fotosfera do Sol tem a aparência da superfície de um líquido em ebulição, cheia de bolhas, ou grânulos. Este fenômeno é chamado de granulação fotosférica. Os grânulos marcam os topos das colunas convectivas de gás quente, que se formam na zona convectiva, logo abaixo da fotosfera. As regiões escuras entre os grânulos são regiões onde o gás mais frio e mais denso escorrem para baixo.

A cromosfera

é uma camada irregular acima da fotosfera onde a temperatura sobe a partir de 6000 K até cerca de 20000 K. Nestas temperaturas mais elevadas, o hidrogênio emite luz com uma cor avermelhada (emissão da linha H-alfa). Esta emissão pode ser vista em proeminências que se projetam acima da silhueta do sol durante um eclipse solar total. Isto é o que dá a cromosfera seu nome (esfera da cor).

A cromosfera do Sol não é, normalmente, visível, porque a radiação emitida é muito mais fraca do que a originada na fotosfera. No entanto, torna-se possível observar esta camada atmosférica no momento de um eclipse total solar, quando a orla da Lua oculta o disco brilhante da fotosfera. O fenômeno é tanto mais espetacular à medida que o diâmetro aparente da Lua está mais próximo que o da fotosfera. A Lua aparece envolta de uma franja colorida, mais ou menos esférica, o que lhe valeu o nome de cromosfera.

Para além dos eclipses, é ainda possível observar a cromosfera recorrendo a análise espectral. Com a utilização de filtros de banda estreita (filtro de Lyot), ou de um espectro-heliógrafo, temos a oportunidade de verificar que o disco solar assim obtido tem um diâmetro maior do que o disco fotosférico, o que explica a aparência do fenômeno dos eclipses, nessa altura. O espectro da cromosfera aparece-nos na forma de linhas brilhantes, o que comprova que esta camada é constituída por gases quentes que emitem luz, dando origem a riscas de emissão.

Estas riscas tornam-se difíceis de observar contra a luz brilhante da fotosfera. Com efeito, certas faixas do espectro solar visível são muito escuras, representando isso que, camadas exteriores, de mil a dois mil quilômetros acima da fotosfera, são muito absorventes para a radiação nesta gama de comprimentos de onda.

Uma das linhas mais brilhantes do espectro de emissão cromosférico é a linha de Balmer H-alfa, no comprimento de onda 6563 Å, que no espectro solar normal aparece em



Figura 7.20: A cromosfera solar torna-se visível durante um eclipse total do Sol, nos momentos iniciais e finais, como um anel avermelhado, causado pelos átomos de hidrogênio super aquecidos. A cromosfera é uma camada irregular, onde a temperatura sobe de 6000 K até cerca de 20000 K. Nestas altas temperaturas, o hidrogênio emite luz na cor avermelhada. (Fonte: A. Unsöld, *Physik der Sternatmosphären*, Springer Verlag)

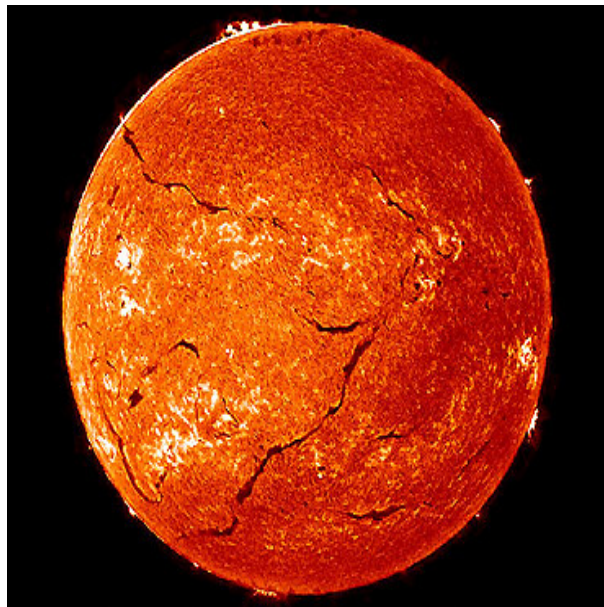


Figura 7.21: Neste espectro-heliograma na risca H-alfa, podemos observar dois tipos de filamentos: quiescentes que são longos e mais espessos e se encontram longe das regiões ativas; e filamentos mais pequenos e mais finos que se encontram nas regiões ativas. (Fonte: NSO/Sacramento Peak)

absorção. Esta risca corresponde a transições eletrônicas no átomo de hidrogênio, correspondentes à desexcitação do elétron do 3º para o 2º nível de energia, com a consequente liberação de radiação visível, mais precisamente de luz vermelha. Assim se justifica a cor

avermelhada da cromosfera.

Normalmente as manchas estão associadas em grupos, sendo raro encontrar manchas isoladas. O número destas varia com o tempo, estando normalmente localizadas inferiores à 40° do equador solar. A presença das manchas encontra-se fortemente ligada ao nível de atividade no Sol.

As imagens obtidas no ultravioleta próximo (correspondente à radiação das faixas H e K do cálcio ionizado), colocam em evidência as malhas de uma rede em grande escala, chamada rede cromosférica. Estas malhas estão unidas às células da supergranulação fotosférica.

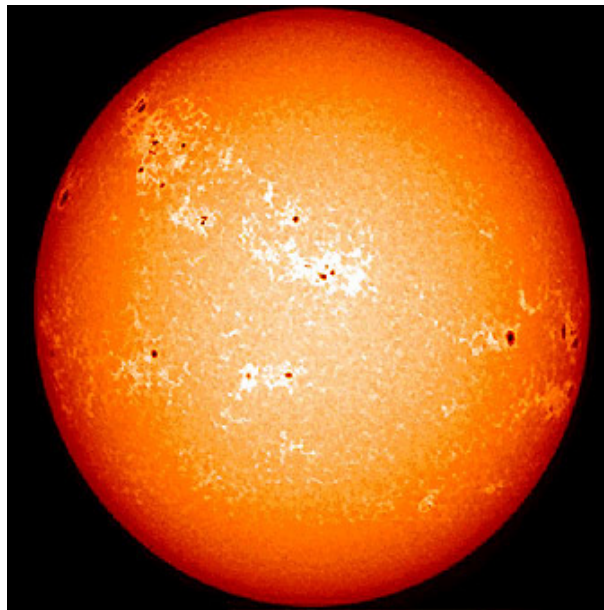


Figura 7.22: *Esta imagem do sol na faixa K do cálcio ionizado é um claro exemplo da estrutura da rede cromosférica. As bordas parecem brilhantes devido ao excesso de temperatura que acompanha o aumento do campo magnético. (Fonte: NASA)*

Na margem de cada malha da rede, o campo magnético concentra-se e dá origem a espículas, jatos de gás que se elevam a até 10 mil quilômetros acima da orla da cromosfera, com uma velocidade de várias dezenas de quilômetros por segundo, durando entre cinco a dez minutos. Estas estruturas, bem observáveis na banda H-alfa, são responsáveis pela aparência ondulada da cromosfera e, quando observadas contra o disco solar, aparecem como filamentos escuros.

A temperatura na cromosfera passa por um mínimo, próximo de 4300 K, na base, subindo depois até temperaturas da ordem de 20000 K ou mais, a 2500 Km de altura. Este aquecimento não pode ser explicado com base nos fótons produzidos no interior do Sol, pois, se assim fosse, a cromosfera deveria ser mais fria do que a fotosfera, e não mais quente. Pensa-se atualmente, que a fonte de energia responsável por este aquecimento são campos magnéticos variáveis formados na fotosfera e transportados para a coroa por correntes elétricas, deixando parte da sua energia na cromosfera.

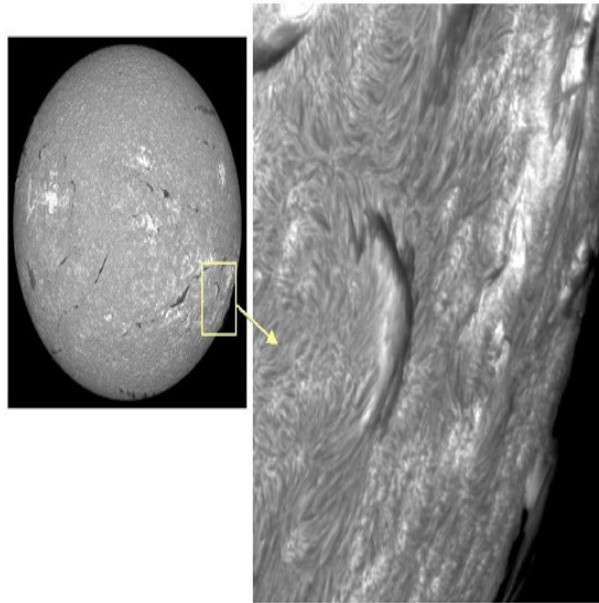


Figura 7.23: Observação do Sol na faixa H-alfa, observando-se, em destaque, a presença de espículas e o aspecto ondulado da cromosfera. (Fonte: NASA)

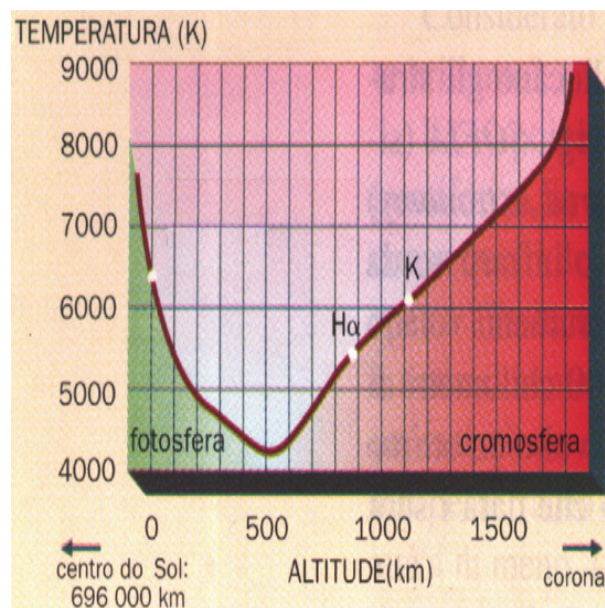


Figura 7.24: Enquanto a temperatura na fotosfera desce do interior para o exterior, acontece o contrário na cromosfera.

O cromosfera também é visível na parte da luz emitida pelo cálcio ionizado, Ca II, na parte violeta do espectro solar a um comprimento de onda de 393,4 nanômetros (linha K do Cálcio). Esta emissão também é vista em outras estrelas do tipo solar, onde fornece informações importantes sobre as cromosferas e ciclos de atividade nessas estrelas.

A região de transição

é uma camada fina e muito irregular da atmosfera do Sol, que separa a coroa quente da cromosfera muito mais fria. O calor flui para baixo a partir da coroa e dentro da cromosfera no processo produz esta região fina onde a temperatura varia rapidamente de 10^6 K para baixo a cerca de 20000 K. O hidrogênio é ionizado (despojado de seu elétron) a estas temperaturas e por isso é difícil de ser vista.

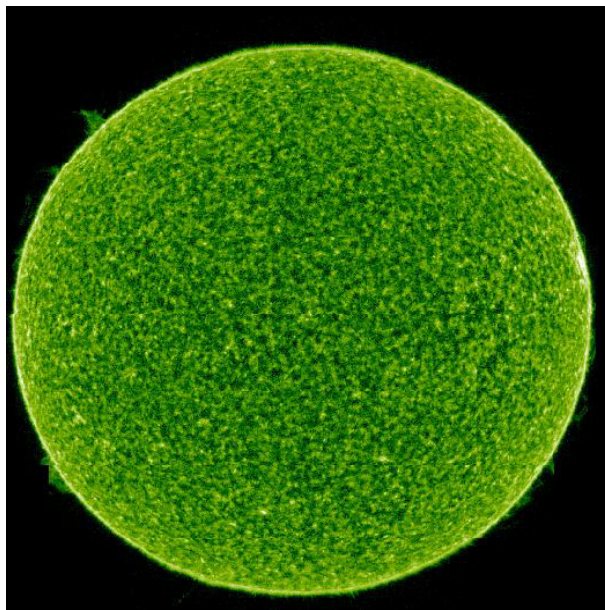


Figura 7.25: *Sol visto na emissão de carbono IV a temperaturas de cerca de 100.000 K*
Fonte: Marshall Space Flight Center - NASA

Em vez de hidrogênio, a luz emitida pela região de transição é dominado por íons tais como C IV, O IV, IV e Si (carbono, oxigênio, silício e cada um com três elétrons "arrancados"). Estes íons emitem luz na região ultravioleta do espectro solar que só é acessível a partir do espaço.

A coroa solar

é a atmosfera exterior do Sol. É visível durante eclipses totais do Sol como uma coroa branca perolada em torno do Sol. A coroa exhibe uma variedade de ejeções e loops de matéria que são lançadas para o espaço em altas temperaturas.

Estas características mudam de eclipse para eclipse e a forma global da coroa muda com o ciclo das manchas solares. No entanto, durante os poucos minutos em que pode ser vista, se for o caso, as alterações são vistas nestas características coronais.

As primeiras observações do espectro visível da coroa revelou linhas de emissão brilhantes em comprimentos de onda que não correspondiam a quaisquer materiais conhecidos. Isto levou os astrônomos a propor a existência de "coronium" como o principal gás na coroa.

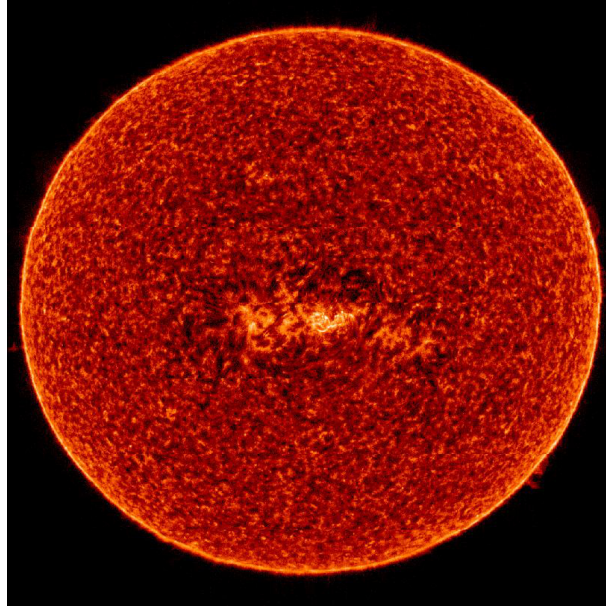


Figura 7.26: *Sol visto na emissão de enxofre IV a temperaturas de cerca de 200000 K*
Fonte: Marshall Space Flight Center - NASA

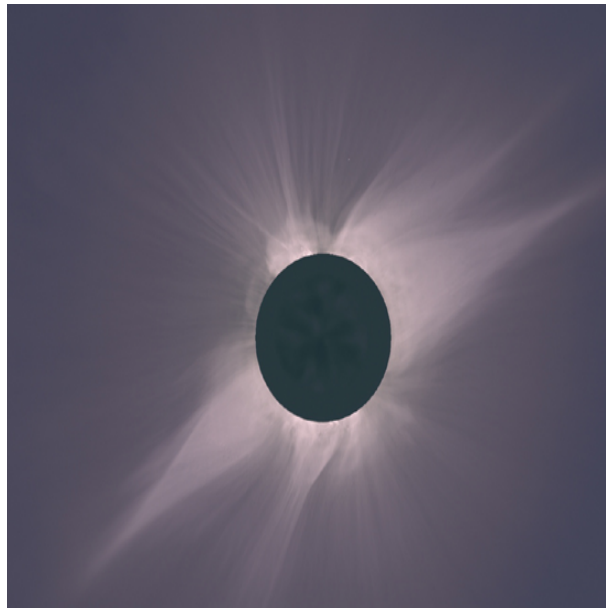


Figura 7.27: *Esta é uma composição de imagens que cobrem praticamente todo o campo, revelando do mesmo modo toda a coroa num só tempo de exposição.* (Fonte:CNRS)

A verdadeira natureza da coroa permanece como um problema em aberto. Astrônomos conseguiram determinar que os gases coronais são super-aquecidos a temperaturas superiores a 10^6 K. Nestas temperaturas elevadas tanto o hidrogênio e o hélio (os dois elementos dominantes) são completamente despojados de seus elétrons. Mesmo em elementos menores, como carbono, nitrogênio e oxigênio são reduzidas ocorre isto. Apenas os oligoelementos mais pesados, como ferro e cálcio são capazes de reter alguns de seus elétrons com este calor intenso. É emissão a partir desses elementos altamente ionizados,

que produz as linhas de emissão espectrais que eram tão misteriosas para os primeiros astrônomos. A partir desta compreensão é possível produzir eclipses artificiais em *coronagraphs* que cobrem o disco do Sol e filtrar tudo, exceto a emissão devido a esses íons coronal. Estes *coronagraphs* produzem imagens do "linha corona de emissão



Figura 7.28: *Emissão de linha da Coroa Solar. Fonte: Marshal Flight Center - NASA*

A coroa brilha em raios-x por causa de sua alta temperatura. Por outro lado, a fotosfera solar "fria" emite uma pequena quantidade de raios-x. Isso nos permite visualizar a coroa em todo o disco do Sol quando observamos o Sol em raios-X.

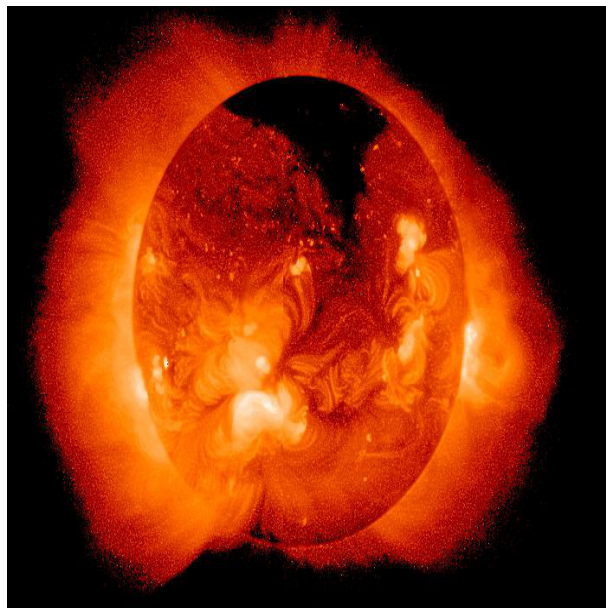


Figura 7.29: *Emissão de Raio-X da Coroa Solar. Fonte: Marshal Flight Center - NASA*